SCIENTIFIC AMERICAN

a nova ASTRONOMIA

Panorama do universo de quatro dimensões, em movimento e contínua mudança, agora explorado com novos instrumentos e recursos.

A NOVA ASTRONOMIA

De centro do universo o homem passou, segundo os modernos ensinamentos da Astronomia, a modesto habitante de um dos distantes "subúrbios" de uma das galáxias do universo. Uma completa revisão de conceitos fundamentais se operou nos últimos tempos, com conseqüências enormes, não apenas do ponto-de-vista teórico, mas também prático.

Numa série de artigos assinados por especialistas da mais alta reputação científica, "A NOVA ASTRONOMIA" apresenta ao leitor brasileiro, numa tradução da IBRASA, o que de mais recente se conhece a respeito do Universo.

A observação e a experimentação, completadas pela matemática, dão-nos um perfil bastante preciso do Universo. Sabemos hoje que êle tem quatro dimensões e é encurvado como uma sela. E expande-se em todos os sentidos. Sua idade é de uns 5 bilhões de anos. Mas na curvatura do universo há turbulências como a que observamos nos líquidos que correm e que são criadas pela presença da matéria.

A galáxia em que vivemos, a Via-láctea, é um universo-ilha, num de cujos braços espirais se encontra nosso sistema solar. As galáxias têm uma história de vida e morte, podendo-se determinar a idade delas. A nossa poderia ser considerada como de meia idade.

As estrêlas, como as galáxias, também têm uma história de vida e morte. Elas nascem e acabam, e a história de sua existência pode ser em parte entendida pela côr com que elas se apresentam. Os astrônomos classificam-nas em tipos, de acôrdo com seu tamanho, sua temperatura e seu brilho. Um complicado processo serve de fonte de energia às estrêlas e êsse processo em grande parte foi imitado pelos homens na produção de suas bombas de hidrogênio.

Mas como teriam nascido as estrêlas? Se surgiram pela condensação da matéria interestelar, é claro que muitos outros sistemas semelhantes ao solar, a que pertencemos, devem existir

no Universo. A energia do sol pode sustentar a vida em muitos outros planêtas. E quando se fala em planêta vem logo à mente a velha questão: haverá vida em, pelo menos, Marte? Há indícios de que existam, realmente, ao menos algumas formas elementares de vida.

O mais recente instrumento de pesquisa de que se valem os astrônomos é o radiotelescópio, cujo máximo exemplar se encontra em Jodrell Bank, na Inglaterra. Pois ao especialista que montou êsse maravilhoso instrumento é que devemos o artigo que, — em A NOVA ASTRONOMIA, conta aos leitores os objetivos e as conquistas da radio-astronomia.

Série

SCIENTIFIC
AMERICAN

Os diretores de Scientific American, talvez a mais reputada revista de divulgação científica do mundo, tomaram a iniciativa de escolher uma série de artigos mais representativos nela aparecidos nos últimos tempos e os reunir em volumes, de modo que os leitores pudessem ter à mão, permanentemente, uma coleção de livros que lhes dessem ampla e segura visão do estado atual da ciência em seus vários domínios.

Cada artigo é escrito por um cientista de grande renome, notando-se entre os que elaboraram os capítulos de A NOVA ASTRONOMIA, nomes como os de George Gamow, Philippe le Corbeiller, Hannes Alfven, Gérard de Vaucoulers, Cecília H. Payne-Gaposhkin, W. W. Morgan, Otto Struve, Robert Marshak, Fred Hoyle, Fred L. Whipple, Joel Stebbins, A. C. B. Lovell, etc.

Em continuação a A NOVA ASTRONOMIA, a IBRASA publicará outros livros da mesma série Scientific American, certa de assim colaborar, de maneira decisiva, para a maior difusão da cultura e da ciência.

IBRASA - INSTITUIÇÃO BRASILEIRA DE DIFUSÃO CULTURAL S. A.

A NOVA ASTRONOMIA

A NOVA ASTRONOMIA

SCIENTIFIC AMERICAN

Tradução de

ALBERTO DENIS

Capa de

J. CASTAÑER LOZOYA

IBRASA

Ibrasa-Instituição Brasileira de Difusão Cultural S.A.
São Paulo

INTRODUÇÃO

Indubitàvelmente é o universo da ciência moderna mais estranho e esplêndido que qualquer outro até aqui imaginado pelo espírito humano. Na cosmologia hindu, a orientação fundamental da terra no espaço ficou resolvida pela sua colocação sôbre o costado de um elefante suportado por uma tartaruga. Na antiguidade clássica e nos tempos medievais, situava-se a terra firmemente no centro de esferas concêntricas, cuja revolução harmoniosa trazia o Sol ao céu azul e a noite com suas estrêlas fixas, eternas. Hoje, achamo-nos num mundo penetrado por tôda parte de movimento e mudança. O universo tem quatro, e não três, dimensões, e é curvo na forma indescritível de uma esfera negativa. Contém um bilhão de aglomerados estelares, as galáxias, cada uma delas muitíssimo maior do que antes se imaginava o universo. A nossa terra não se situa em parte alguma especial, e não passa de pequenino planêta, de uma estrêla despercebida.

Há um motivo para que essa representação do universo inutilize qualquer quadro anterior da imaginação. É o produto de observação e até de experiências de laboratório, interligadas e ampliadas pelas rigorosas determinações da matemática. Na cosmologia, continua viva, como sempre, a especulação. Mas hoje as idéias têm de enfrentar a prova da medida e concordar com um campo

cada vez mais extenso de percepção, aberto pelos instrumentos da ciência.

Êste é livro para leitores comuns, desejosos de sentir-se mais à vontade no universo do nosso tempo. Os seus capítulos foram, a princípio, estampados como artigos nas edições mensais do SCIENTIFIC AMERICAN, onde foram lidos por 130.000 assinantes e compradores de banca. São o produto de uma colaboração entre os ilustres autores e os editôres da revista. O leitor verificará que o texto foi composto em linguagem não técnica, e que as ilustrações facilitam a comunicação, quando falham as palavras.

Por intermédio de George Gamow, no primeiro capítulo, o leitor que tiver ouvido falar de relatividade geral, de deslocamento vermelho e universo em expansão, verá como se relacionam no grande quadro. Gamow é um dos ilustres contribuintes da cosmologia e escritor de inúmeros assuntos científicos para o leigo. Do Monte Wilson e do Monte Palomar, fala George Gray das observações que fundamentam os principais elementos da teoria e descreve o programa de contínua investigação destinada a preencher as maiores lacunas. Uma dessas lacunas foi preenchida pelo empreendimento do telescópio de 200 polegadas, de Hale. Reexaminando outras galáxias, verificaram as astrônomos que a unidade de medida por êles empregada na medição das grandes distâncias era duas vêzes maior que o que supunham. A correção faz concordar os cálculos astronômicos da idade do universo com os da geofísica, e trata-se de um número da ordem de cinco bilhões de anos.

Para os leitores que inùtilmente tentaram visualizar o espaço de quatro dimensões é um confôrto a demons-

tração de Philippe Le Corbeiller de tal impossibilidade para a nossa imaginação condicionada pelas três dimensões. A idéia de geometrias de quatro ou mais dimensões foi apresentada, pela primeira vez, por Bernhard Riemann, há cem anos, como vôo no mais puro reino da matemática. Foi o gênio de Albert Einstein que percebeu a importância da geometria não euclidiana nas novas observações em física e astronomia. Há uma espécie diferente de consôlo na discussão da turbulência por George Gamow. Contemplamos os mesmos padrões, é o que se vê, na distribuição e estrutura das galáxias e no fluxo da água de uma corrente. Hannes Alfvén estabelece outro elo entre o reino local da experiência e o grande. Numa taça de mercúrio demonstra a existência de fôrças "magneto-hidrodinâmicas", que guiam o comportamento de fluidos elètricamente condutores, observável na rotação das galáxias e na aceleração dos raios cósmicos.

A revolução copernicana do século vinte é assunto do capítulo escrito por Bart Bok. Há uma geração, era ainda possível discutir sèriamente estar o universo centralizado no sistema solar. Contudo, a exploração da Via-láctea mostrou que êsse enorme aglomerado de estrêlas nada mais é do que um dos inúmeros universos insulares e que o nosso sol é apenas uma das suas estrêlas externas. Nos últimos anos, verificou-se que a nossa Via-láctea faz parte de um gigantesco aglomerado de galáxias e se situa nas regiões externas dessa supergaláxia. Com a geocentricidade, mister nos é também desistir do nosso pendor à estabilidade. Cecília Payne-Gaposchkin classifica as galáxias de acôrdo com a estrutura e esclarece que também essas imensas organizações

de matéria sofrem uma evolução, que vai do nascimento à morte.

Diga-se o mesmo das estrêlas. Como explica Otto Struve, a classificação das estrêlas pelo tamanho, côr e brilho, não sòmente proporciona diferentes espécies delas, como também oferece o esbôço da história de uma estrêla, com um comêço e um fim. Tal conclusão se origina inevitàvelmente de qualquer exame razoável da maneira pela qual as estrêlas geram a sua energia. As reações termonucleares dos elementos mais leves, descritas por Robert Marshak, são hoje familiares à maioria dos habitantes dêste planêta. Sob temperaturas sucessivamente mais elevadas nas estrêlas mais densas, segundo Fred Hoyle, as reações termonucleares explicam a síntese de todos os átomos na tabela de elementos. Acham-se distribuídas no universo, finalmente, quando as estrêlas explodem.

A melhor explicação corrente para a origem das estrêlas dá conta também da origem de um sistema solar qual o nosso. Com efeito, se a hipótese da nuvem de pó, proposta por Fred Whipple, se sustentar, as estrêlas com planêtas devem ser muito mais comuns que o que se supunha. A possibilidade de outros mundos como o nosso e de outra vida alhures, no universo, aumenta correspondentemente. O nosso Sol, nem gigante vermelho, nem anão azul, é uma espécie comum de estrêla. Examinado de perto, no capítulo por Armim Deutsch, as perturbações e tempestades conseqüentes da sua imensa produção de energia parecem, contudo, bastante impressivas. Talvez a energia do Sol sustente vida em vários planêtas. Marte, por exemplo, ao que se sabe, possui uma atmosfera e mudança de estações semelhantes às

da terra e, de acôrdo com Gérard de Vaucouleurs, a presença de líquens e musgos é a melhor explicação, na atualidade, para certas mudanças cíclicas de côr, observadas nas suas latitudes temperadas. Além dos planêtas, o Sol é escoltado por inúmeros cometas errantes e grandes cordões de pedras que vemos no céu, como meteoros.

Termina o livro com uma secção dedicada a dois novos tipos de instrumentos que, agora, passaram a ocupar o seu lugar na astronomia, lado a lado com os conhecidos telescópio óptico e filme fotográfico. Muito do que os demais autores aqui disseram reflete a extensão da nossa percepção mediante a fotocélula e o radiotelescópio. A fotocélula, montada no telescópio óptico, possibilita certas medidas e discriminações precisas, impossíveis com emulsões fotográficas. O radiotelescópio sintoniza comprimentos de ondas de radiação não registradas pela retina, nem pela fotocélula, nem tampouco pelo filme fotográfico. É o instrumento com o qual a astronomia está estudando o pó e o gás muito vagos entre as estrêlas, e que, compreendendo mais da metade da matéria do universo, constitui tanto o material de raio como o produto final da evolução estelar.

Os Encarregados da Publicação (1)

---

(1) Conselho Editorial: : Gerard Piel (Editor), Dennis Flanagan (Redator-Chefe), Leon Svirsky (Gerente), George A. W. Boehm, Robert Emmett Ginna, Jean Le Corbeiller, James R. Newman, E. P. Rosenbaum, James Grunbaum (Diretor artístico).

ÍNDICE

1. ESTRUTURA DO UNIVERSO

A observação e a experiência, ampliadas pela matemática, nos dão as grandes linhas do cosmos. Tem êle quatro dimensões, é curvo como sela de cavalo, com formato de esfera negativa e se expande em tôdas as direções. Recentes observações, no Monte Palomar lhe estabeleceram a idade em cêrca de cinco bilhões de anos.

2. FORMA E DINÂMICA DO ESPAÇO

A noção de espaço curvo já era familiar aos matemáticos, quando Alberto Einstein a adaptou à cosmologia. A curvatura tem turbulências, como as que observamos nos líquidos correntes, criadas pela presença de matéria. Visto que grande parte da matéria do espaço é eletrificada, deve ser-lhe o procedimento explicado por um novo ramo da mecânica, a magneto-hidrodinâmica.

3. A NOSSA GALÁXIA

A Via-láctea é um universo insular, um do bilhão previsto num raio de dois bilhões de anos-luz da terra. O nosso sistema solar situa-se num dos braços espiralados externos da Via-láctea. A Via-láctea, por sua vez, situa-se nos extremos de uma supergaláxia na qual se agrupam algumas dezenas de milhares de galáxias. A classificação pela estrutura mostra que as galáxias possuem uma biografia, do nascimento à morte; a nossa Via-láctea é de meia idade.

4. ESTRÊLAS

Como as galáxias, têm as estrêlas um início e um fim; a história é narrada pela classificação dos tipos, segundo o tamanho, a côr e o brilho. Brilham pela energia de reações termonucleares as quais fazem os elementos mais pesados pela fusão, partindo do hidrogênio, elemento o mais simples e abundante.

5. O SOL E OS SEUS SATÉLITES

Se as estrêlas nascem da condensação de pó e gás interestelares, os sistemas solares, como o nosso, são comuns no universo. A energia do sol é capaz de sustentar a vida em vários planêtas; as mudanças de côr, nas latitudes tem-

peradas de Marte, sugerem a presença de uma vida vegetal rudimentar. Além dos planêtas e dos seus satélites, o sol atrai cometas e nuvens de meteoros.

6. FOTOCÉLULA E RADIOTELESCÓPIO

Grande parte do recente progresso da Astronomia se deve a dois novos tipos de instrumento. Para certas observações de estrêlas e galáxias, a fotocélula possui muito maior sensibilidade e discriminação do que o filme fotográfico. O radiotelescópio diz-nos muito sôbre a distribuição e o comportamento da matéria interestelar.

PARTE 1

ESTRUTURA DO UNIVERSO

I. COSMOLOGIA MODERNA

por George Gamow

Nascido em Odessa, Rússia, em 1904, e educado na Universidade de Leningrado, George Gamow ensinou e pesquisou em Leningrado e, em seguida, nas universidades de Goettingen, Copenhague e Cambridge, antes de vir para os Estados Unidos, em 1934. Aqui, ocupa, até hoje, a cátedra de física teórica na Universidade George Washington, Washington, D.C. Dessa base, volta-se para todos os pontos do quadrante, incansável conferencista perante grupos acadêmicos e leigos, e vigoroso participante das reuniões de uma dúzia de ramos diferentes da ciência. Começou a carreira com investigações de pioneiro da radioatividade e da estrutura do núcleo. Quando a física nuclear ficou "apinhada", passou para a física termonuclear, cosmologia e origem dos elementos. Mais recentemente, tem-se interessado pela biologia fundamental. O seu contagiante entusiasmo por essa ampla zona de pesquisa se comunicou ao leitor geral por intermédio de nove livros populares, dentre os quais são seus favoritos os dedicados às aventuras de "Mr. Tomkins" no reino da relatividade, física nuclear, fisiologia e genética.

II. UM UNIVERSO MAIOR E MAIS VELHO

por George W. Gray

Constituindo exceção entre os autores dêste livro, George W. Gray é jornalista, e não cientista. O seu lugar no quadro da Fundação Rockefeller o leva a universidades, observatórios e outras instituições de pesquisa em todo o hemisfério ocidental, examinando e escrevendo relatórios sôbre os trabalhos mantidos pelas doações Rockefeller. A maior

parte dos seus escritos se dirige à audiência particular da diretoria da Fundação, cujos membros leigos, tanto quanto outros leitores, lhe admiram a capacidade de oferecer descrições claras e dignas de fé. Nascido no Texas, Gray foi educado na Universidade de Texas e em Harvard e trabalhou no *Post*, de Houston, e no *World*, de Nova Iorque. Começou a se especializar em jornalismo de ciência no início da década de 1920 a 1930, e escreveu alguns livros, bem como inúmeros artigos para revistas. É o colaborador mais freqüente do SCIENTIFIC AMERICAN. O seu "Great Ravelled Knot", que apareceu na edição de outubro de 1948, conquistou o prêmio de 1.000 dólares da Associação Norte-Americana para o Progresso da Ciência — George Westinghouse, para o melhor artigo de revista do ano.

COSMOLOGIA MODERNA

por George Gamow

A matéria da cosmologia é o estudo dos aspectos gerais do nosso universo, da sua extensão no espaço e da sua duração no tempo. Com o grande telescópio de 200 polegadas do Monte Palomar, podemos hoje penetrar o espaço por mais de dois bilhões de anos-luz e ver aproximadamente um bilhão de galáxias, mais ou menos uniformemente disseminadas através do enorme volume.

Importa compreender que não sòmente olhamos dentro da distância senão também dentro do passado. Por exemplo, a fotografia atual da grande nebulosa de Andrômeda apresenta o grupo de estrêlas tal qual era há dois milhões de anos, pois é êsse o tempo que a sua luz empregou para chegar até nós. As galáxias mais distantes, vistas pelo telescópio de 200 polegadas, acham-se no estado em que se encontravam há mais de dois bilhões de anos.

O aspecto do universo que estamos contemplando neste instante pode ser esquemàticamente representado por um diagrama em formato de cone que leva em conta o fator-tempo (ver fig. 1). No ápice do cone está a nossa galáxia tal qual é hoje: ao longo da superfície do cone as demais galáxias fotografadas pelos nossos telescópios, tais quais eram em tempos do passado correspondentes às distâncias que delas nos separam. Uma secção horizontal através do cone representa-

ria o universo tal qual era em determinado tempo; a isso chamamos mapa do mundo.

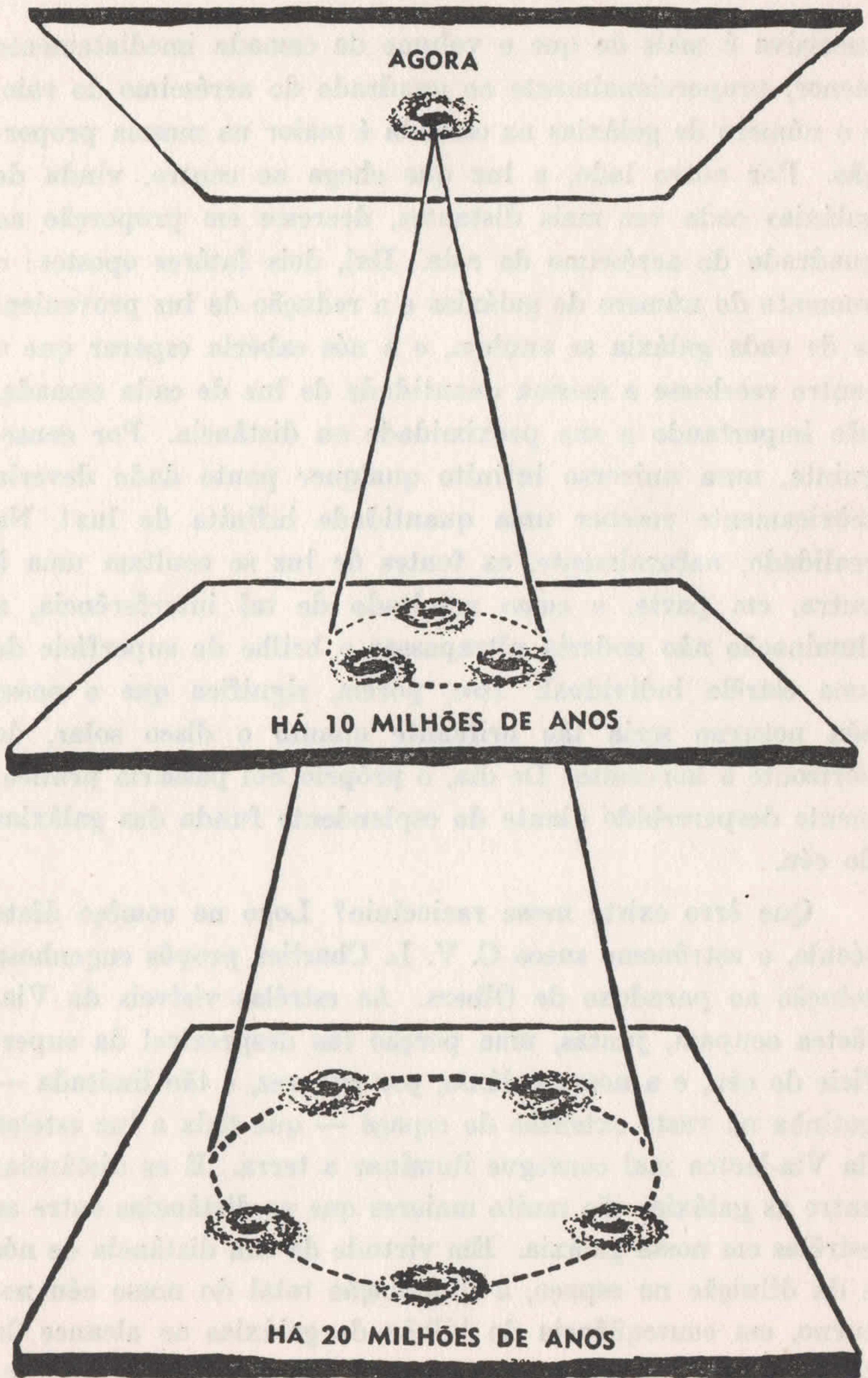
A cosmologia teórica tenta correlacionar os fatos observados sôbre o universo com leis físicas conhecidas, e esboçar um quadro corrente da estrutura do universo no espaço e das suas mudanças no tempo. Quando estudamos a estrutura, devemos aceitar o ponto-de-vista de Copérnico e negar ao homem a honra de uma posição privilegiada no universo; por outras palavras, devemos admitir que a estrutura do espaço é, em regiões longínquas, quase a mesma que a da região que podemos observar. Não nos é dado supor que a nossa particular vizinhança esteja especialmente ornada com belas galáxias espirais para deleite de astrônomos profissionais e amadores.

Para tornarmos bem clara a natureza dos problemas que se deparam aos cosmólogos, comecemos por um paradoxo apresentado pela primeira vez pelo astrônomo alemão Heinrich Olbers, há mais de um século. Se as estrêlas estão uniformemente distribuídas no espaço, e se o espaço é infinito, por que — perguntava — não nos cega a luz delas? (Hoje, devemos imaginar o espaço repleto de galáxias, então desconhecidas, mas isso não altera absolutamente a questão.) O argumento de Olbers é o seguinte: Suponha-se que imaginemos o espaço como série de esferas concêntricas, conosco no centro, imaginemo-lo como tendo a estrutura de uma cebola infinitamente grande. Cada esfera supera, em certa quantidade fixa, a esfera imediatamente menor, ou seja, a espessura das camadas da cebola é uniforme (fig. 2). O volume de cada camada

***FIG. 1** — O desenho em formato de cone representa a nossa visão histórica do Universo. No vértice, a nossa galáxia. As galáxias dentro de dez milhões de anos-luz surgem como eram há dez milhões de anos, e assim por diante. O tamanho relativo dessas galáxias foi bastante exagerado, por questões de clareza.*

AGORA

HÁ 10 MILHÕES DE ANOS

HÁ 20 MILHÕES DE ANOS

sucessiva é mais do que o volume da camada imediatamente menor, proporcionalmente ao quadrado do acréscimo do raio, e o número de galáxias na camada é maior na mesma proporção. Por outro lado, a luz que chega ao centro, vinda de galáxias cada vez mais distantes, decresce em proporção ao quadrado do acréscimo do raio. Daí, dois fatôres opostos: o aumento do número de galáxias e a redução da luz proveniente de cada galáxia se anulam, e a nós caberia esperar que o centro recebesse a mesma quantidade de luz de cada camada, não importando a sua proximidade ou distância. Por conseguinte, num universo infinito qualquer ponto dado deveria teòricamente receber uma quantidade infinita de luz! Na realidade, naturalmente, as fontes de luz se ocultam uma à outra, em parte, e como resultado de tal interferência, a iluminação não poderia ultrapassar o brilho de superfície de uma estrêla individual. Isso, porém, significa que o nosso céu noturno seria tão brilhante quanto o disco solar, de horizonte a horizonte. De dia, o próprio Sol passaria pràticamente despercebido diante do esplendente fundo das galáxias do céu.

Que êrro existe nesse raciocínio? Logo no comêço dêste século, o astrônomo sueco C. V. L. Charlier propôs engenhosa solução ao paradoxo de Olbers. As estrêlas visíveis da Via-láctea ocupam, juntas, uma porção tão desprezível da superfície do céu, e a nossa galáxia, por sua vez, é tão limitada — gotinha na vasta extensão do espaço — que tôda a luz estelar da Via-láctea mal consegue iluminar a terra. E as distâncias entre as galáxias são muito maiores que as distâncias entre as estrêlas em nossa galáxia. Em virtude da sua distância de nós e da diluição no espaço, a iluminação total do nosso céu noturno, em conseqüência do bilhão de galáxias ao alcance do telescópio de 200 polegadas, constitui apenas diminuta porcen-

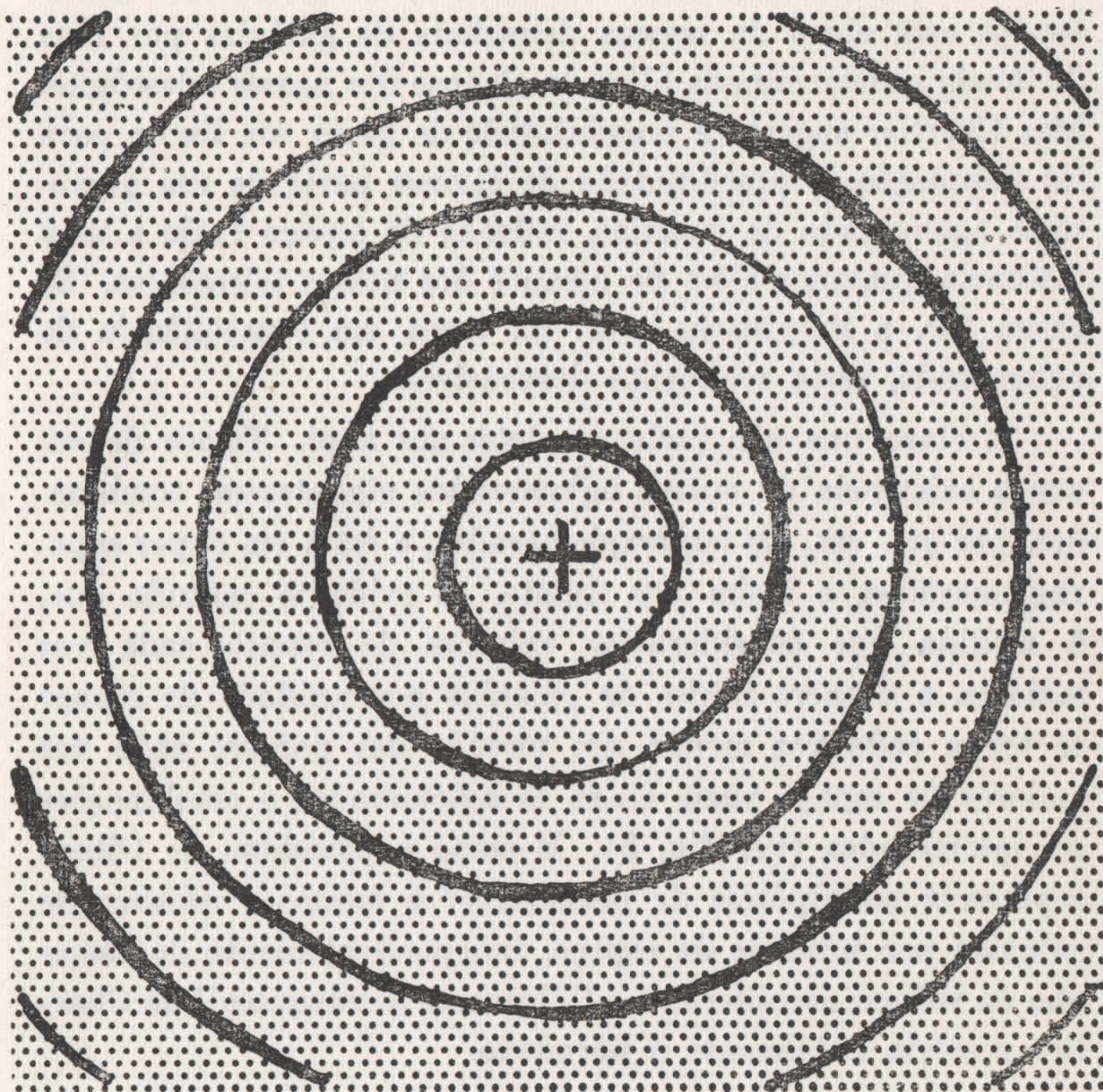



FIG. 2 — O paradoxo de Olber supunha homogênea distribuição de elétrons (círculos brancos menores). Entre cinco e trinta minutos, a igual espessura, ao redor de qualquer ponto central, êsse ponto deveria receber uma igual quantidade de luz, visto que o aumento do número de estrêlas em cada camada, a partir do centro, pode, pelo cálculo, equilibrar a diminuição da quantidade de luz oriunda de cada estrêla da camada. Assim, nesse universo qualquer ponto central dado deveria receber uma quantidade infinita de luz.

tagem da débil luz que recebemos da Via-láctea. Isso não invalida ainda o argumento de Olbers, se admitirmos que o espaço está cheio da mesma densidade de galáxias por uma distância indeterminada além do alcance dos nossos telescópios. Mas Charlier sugeriu a possibilidade de haver um limite para tal população, a possibilidade de sermos parte de um gigantesco aglomerado de galáxias, rodeado de espaço vazio a uma distância qualquer além do alcance dos nossos telescópios. Se assim fôr, a iluminação total na terra, em conseqüência do aglomerado, seria realmente desprezível.

É claro que não podemos deter-nos aqui. Temos de supor a existência de outros aglomerados gigantescos, combinados, por sua vez, em superaglomerados, e êstes em super-superaglomerados, e assim por diante. É evidente contudo que, à medida que consideramos volumes de espaço cada vez maiores, o número médio de galáxias por unidade de espaço se torna cada vez menor, em virtude das porções cada vez maiores de espaço vazio entre os aglomerados e combinações de aglomerados (ver fig. 3). E como o paradoxo de Olbers repousava na hipótese de permanecer o mesmo o número de galáxias por unidade de espaço, independentemente do tamanho do volume considerado, o "Universo hierárquico" de Charlier resolvia hàbilmente o paradoxo.

Hoje dispomos de resposta mais direta ao paradoxo de Olbers, isto é, o deslocamento para o vermelho do espetro na luz que nos vem de longínquas galáxias, o que enfraquece ou "obscurece" a luz na proporção da distância delas. A descoberta do deslocamento vermelho teve conseqüências muito mais importantes do que a mera resolução de velhos paradoxos; mudou profundamente o pensamento do homem acêrca do cosmos. A principal mudança foi introduzir a noção da expansão do universo, noção agora firmemente estabelecida.

Devemos lembrar-nos de que a teoria da expansão do universo encontra apoio não sòmente no deslocamento vermelho senão também na mecânica clássica de Newton. Em virtude das fôrças gravitacionais entre as galáxias, o sistema cósmico não

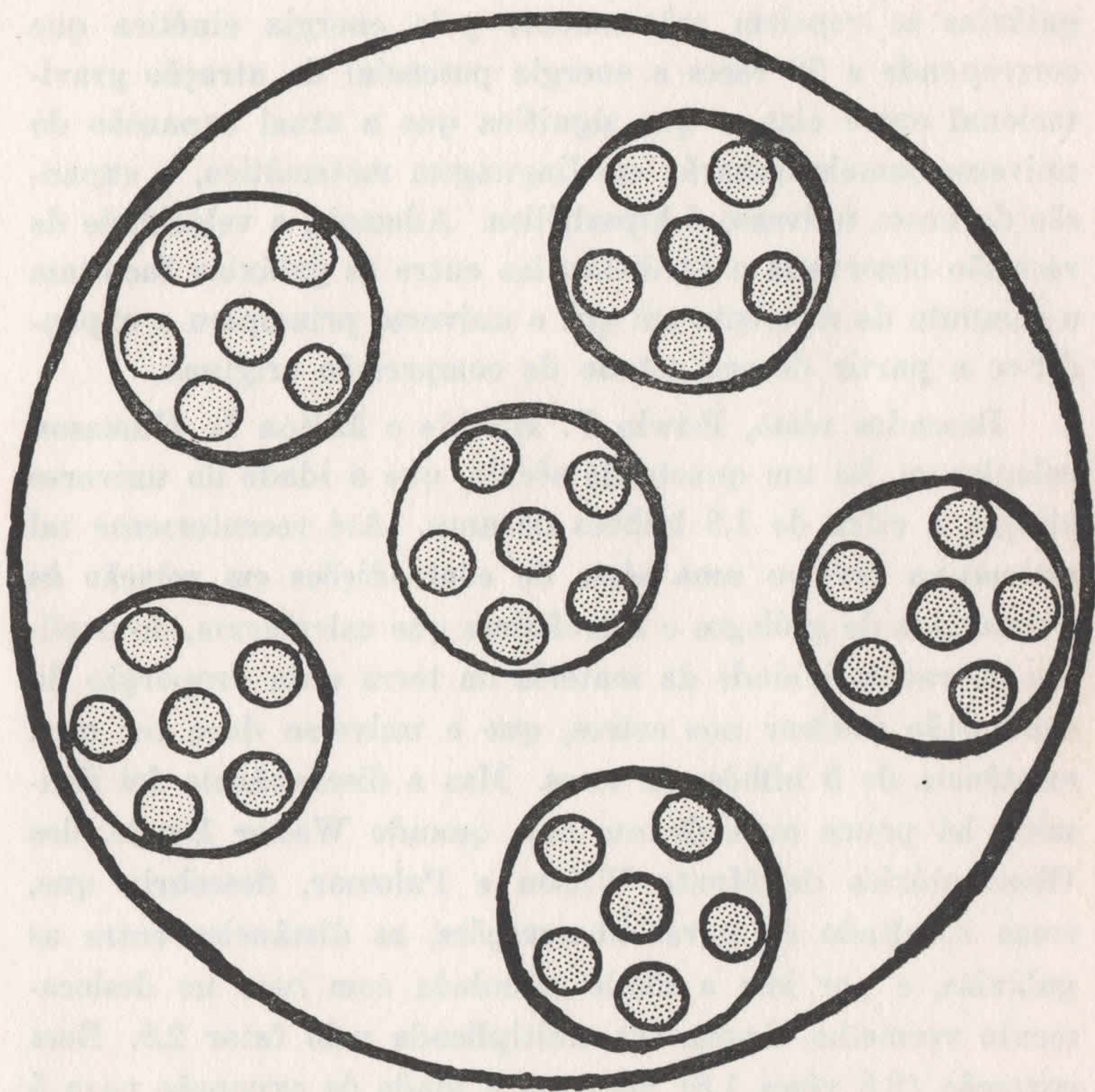



FIG. 3 — O universo de Charlier supunha galáxias reunidas em aglomerados por sua vêz reunidos em aglomerados maiores, etc. Os pontos são galáxias, os círculos são aglomerados de galáxias ou de aglomerados. O crescente volume de espaço livre nesse universo, à medida que êle se aproxima do infinito em tamanho, explica porque sòmente uma quantidade finita de luz cai sôbre qualquer ponto dado e assim resolve o paradoxo de Olber.

pode ficar estático, assim como não pode parar em pleno ar uma bola de tênis. O sistema deve, de duas uma: ou contrair-se, por efeito das fôrças de atração gravitacional, ou expandir-se, por efeito de uma fôrça dispersiva que vence a atração.

Do deslocamento vermelho verificado, infere-se que as galáxias se repelem mùtuamente pela energia cinética que corresponde a 50 vêzes a energia potencial da atração gravitacional entre elas, o que significa que a atual expansão do universo jamais cessará; em linguagem matemática, a expansão do nosso universo é hiperbólica. Ademais, a velocidade de recessão observada e as distâncias entre as galáxias facultam o cômputo do momento em que o universo principiou a expandir-se a partir do seu estado de compressão original.

Baseados nisso, Edwin P. Hubble e Milton L. Humason calcularam, há um quarto de século, que a idade do universo atingia a cifra de 1,8 bilhões de anos. Até recentemente tal estimativa revelou uma série de contradições em relação às estimativas de geólogos e astrofísicos que calcularam, do declínio da radioatividade da matéria na terra e da proporção da combustão nuclear nos astros, que o universo deve ter uma existência de 5 bilhões de anos. Mas a discrepância foi dirimida há pouco mais de um ano, quando Walter Baade, dos Observatórios de Monte Wilson e Palomar, descobriu que, como resultado de novas observações, as distâncias entre as galáxias, e por isso a idade calculada com base no deslocamento vermelho, devem ser multiplicada pelo fator 2,8. Essa correção (2,8 vêzes 1,8) aumenta a idade de expansão para 5 bilhões de anos, em perfeito acôrdo com as estimativas geológicas e astrofísicas!

Até agora nos ocupamos das propriedades do universo sem referência à chamada cosmologia relativa baseada na teoria geral da relatividade de Einstein. O ponto essencial da

teoria geral de Einstein consiste na introdução da noção de espaço curvo, e da identificação do efeito das fôrças gravitacionais com a mudança de movimento livre dos corpos materiais num espaço curvo não euclidiano. Após o grande êxito alcançado pela sua teoria em predizer a deflecção dos raios de luz pelo campo gravitacional, em tôrno do sol, Einstein procedeu à aplicação da teoria ao universo. De acôrdo com o princípio cosmológico de uniformidade, deve presumir-se que a curvatura do espaço é a mesma em todo o universo; em têrmos de analogia bidimensional, o nosso universo deve ser redondo como a superfície de uma bola de basquete.

Há dois tipos possíveis de curvatura para uma superfície curva: positiva e negativa. A curvatura positiva gira em sentido interno, como a superfície de uma bola; a curvatura negativa gira em sentido externo, como sela do ''farwest''. Entre elas há, naturalmente, a superfície de zero curvatura, perfeitamente plana.

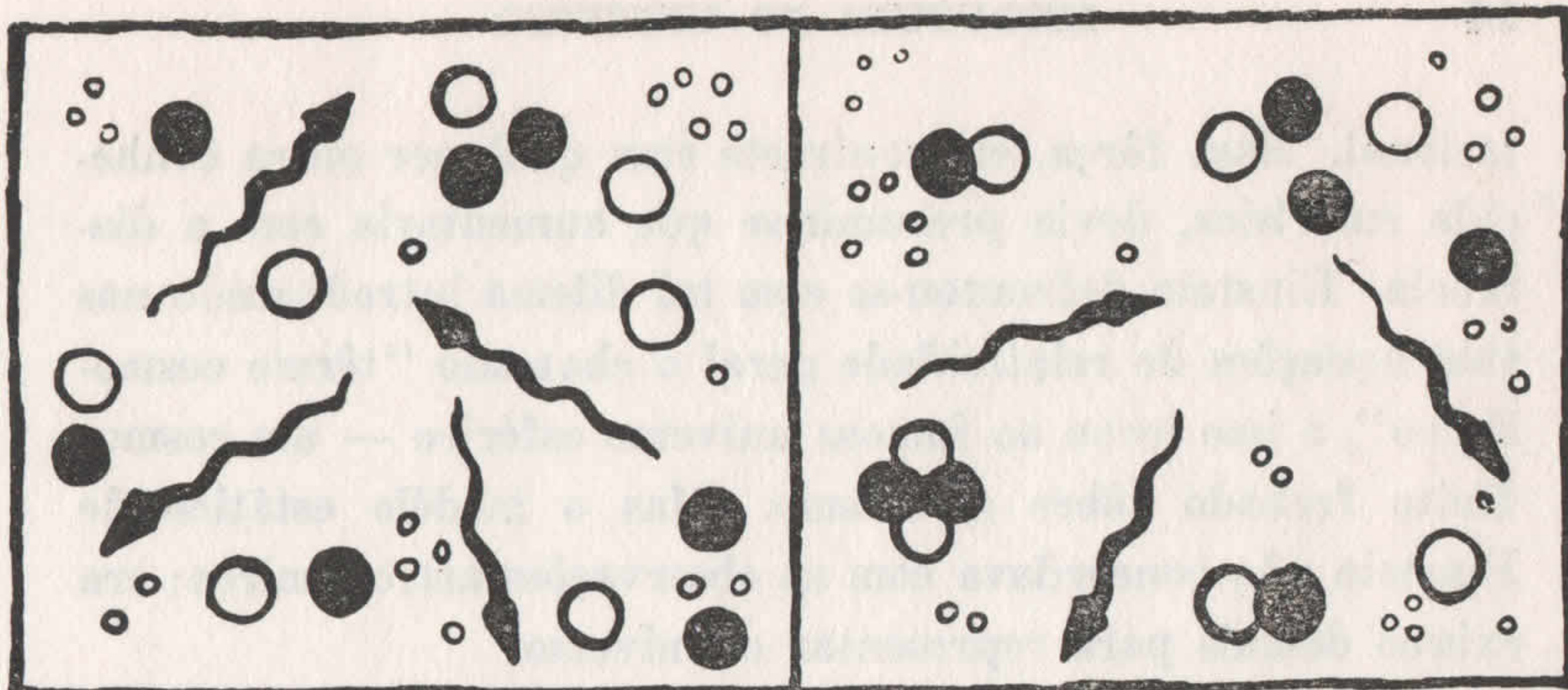
Em completa analogia com os dois exemplos bidimensionais, um espaço tridimensional pode ser curvado positiva e negativamente, com a curvatura zero representando um espaço euclidiano comum. No espaço euclidiano, o volume da esfera aumenta como o cubo do seu raio. Mas, num espaço positivamente curvado, o volume aumenta em proporção menos rápida, enquanto, num espaço negativamente curvado, aumenta mais ràpidamente.

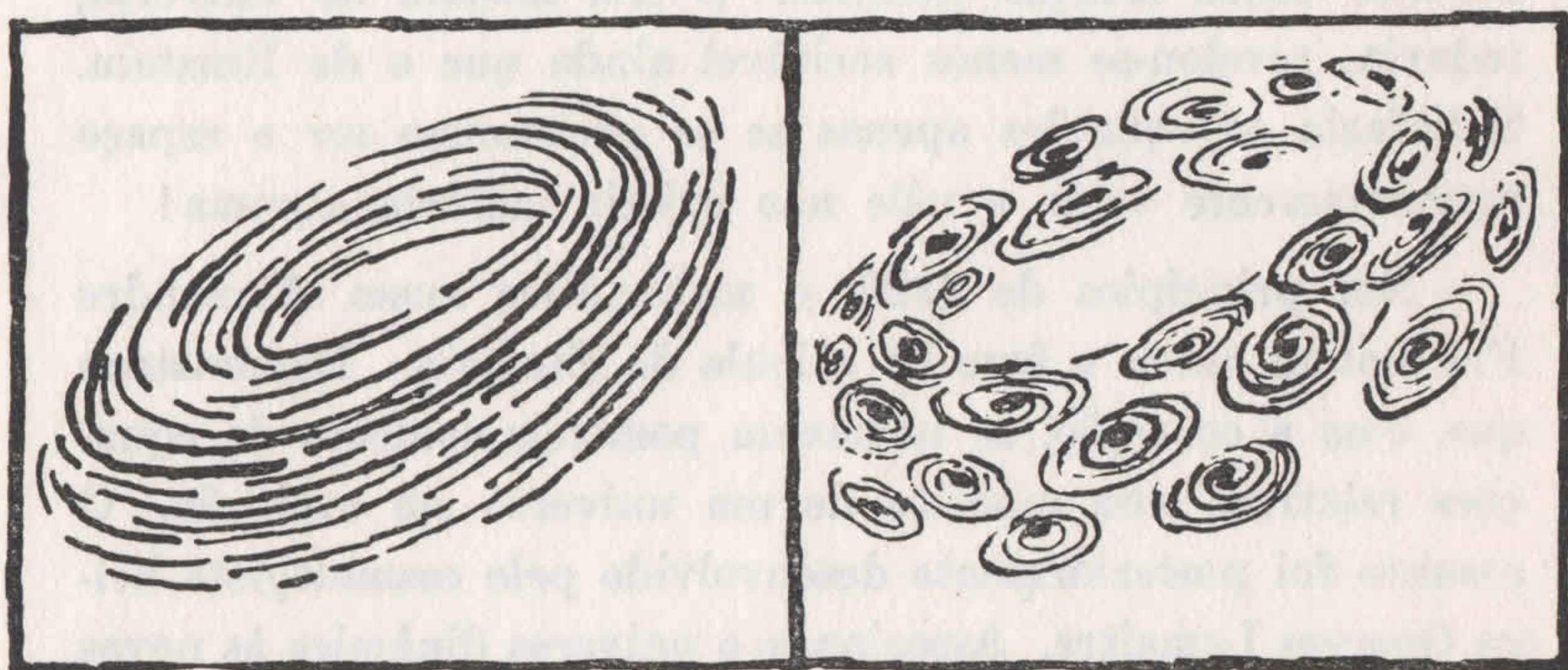
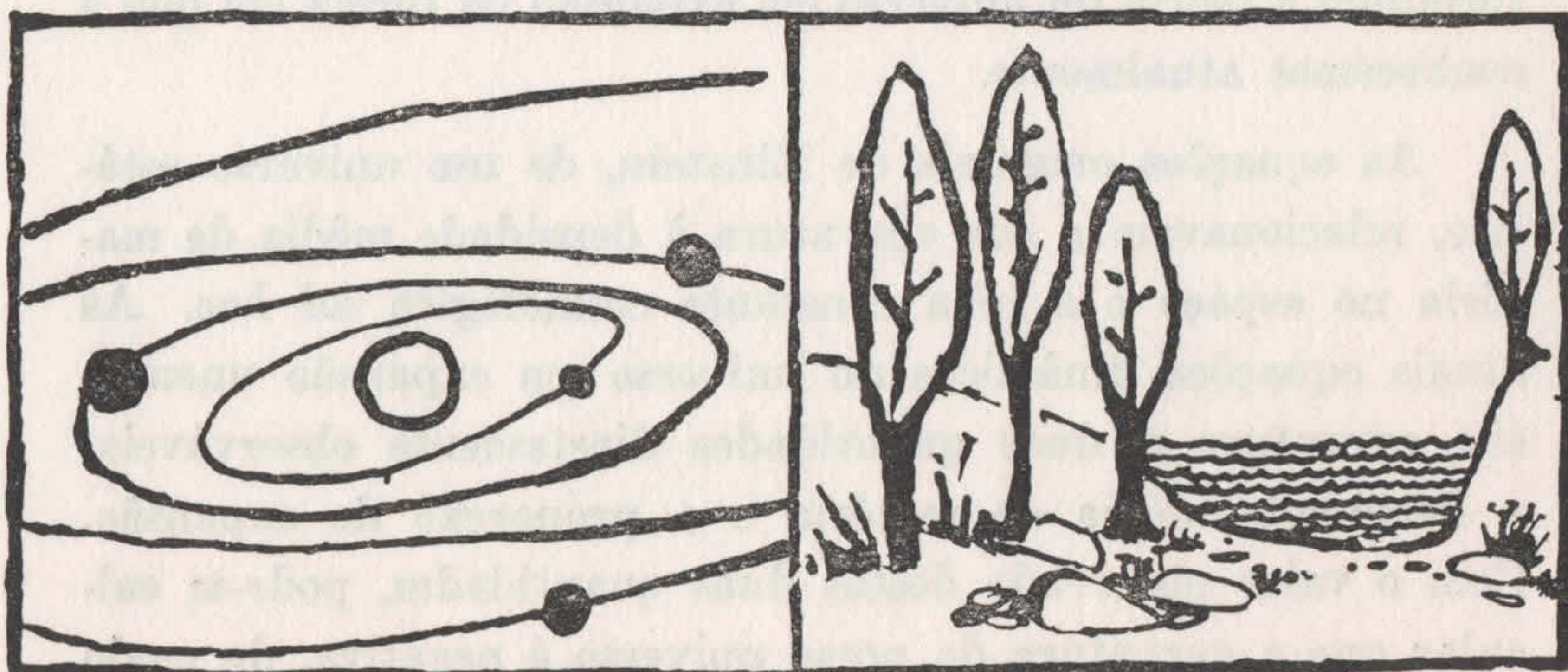
Se o espaço do nosso universo fôr curvado de ambos os modos, em princípio deverá ser possível determiná-lo observacionalmente pela contagem das galáxias dentro de volumes de espaço de raio sucessivamente maior, a partir de nós. Se o número de galáxias aumentar mais vagarosamente ou mais ràpidamente do que o cubo da distância, haverá uma curvatura positiva ou negativa. Durante as duas últimas décadas, D.

P. Hubble efetuou tais contagens nos Observatórios do Monte Wilson e Palomar, mas, infelizmente, com resultados muito indefinidos.

A dificuldade reside no fato de podermos esperar encontrar efeitos de curvatura notáveis apenas em distâncias muito grandes, e não lograrmos fazer, até agora, estimativas de distâncias fidedignas para as galáxias. A única maneira que temos de lhes julgar as distâncias é pelo enfraquecimento da sua luz. Mas é mister também lembrarmo-nos de que mergulhamos a vista a fundo no passado. A luminosidade das galáxias pode alterar-se com o tempo. Em conseqüência, não podemos estar certos de que uma galáxia, distante, mais fraca do que outra, esteja mais longe; poderá achar-se noutro estágio de evolução. Antes de saber mais sôbre as mudanças evolucionárias das galáxias, não seremos capazes de lograr quaisquer conclusões definitivas acêrca da curvatura do espaço pela contagem das nebulosas.

A cosmologia relativista atravessou vários estágios interessantes. Em virtude de um êrro algébrico nos seus cálculos, concluiu Einstein que o universo devia ser estático. (Foi, naturalmente, antes da descoberta do deslocamento vermelho.) A única maneira de fazer êsse trabalho mental era introduzir uma espécie de fôrça repulsiva na contra-ação da fôrça gravi

FIG. 4 — A evolução do universo é simbolizada por seis estágios. Durante os primeiros cinco minutos da sua expansão, os fotons *(linhas ondeadas) excedem o pêso das partículas isoladas de matéria, tais como* protons *(círculos pretos)*, neutrons *(círculos maiores brancos) e elétrons (círculos brancos menores). Entre cinco e trinta minutos, a matéria atingiu a parte superior, e as partículas fundamentais principiaram a condensar-se em núcleos mais complexos, tais como os do dêuteron* (protons e neutrons) *e hélio (dois* protons *e dois* neutrons)*. Após 250 milhões de anos, o gás primordial começou a decompor-se em gigantescas proto-supergaláxias e depois em galáxias. Após um bilhão de anos a matéria, nas galáxias, havia-se condensado em estrêlas e planêtas. A época atual é caracterizada, aqui, pela presença de vida em, ao menos, um planêta.*

0-5 MINUTOS

5-30 MINUTOS

250 MILHÕES DE ANOS

1 BILHÃO DE ANOS

5 BILHÕES DE ANOS

tacional. Essa fôrça, em contraste com qualquer outra conhecida em física, devia presumir-se que aumentaria com a distância. Einstein defrontou-se com tal dilema introduzindo nas suas equações de relatividade geral o chamado "têrmo cosmológico", e isso levou ao famoso universo esférico — um cosmos finito fechado sôbre si mesmo. Mas o modêlo estático de Einstein não concordava com as observações astronômicas: era exíguo demais para representar o universo.

Logo depois o astrônomo holandês, Willem de Sitter, encontrou outra solução possível. O seu modêlo do universo, todavia, revelou-se menos aceitável ainda que o de Einstein. Satisfazia as equações apenas se se presumisse ser o espaço completamente vazio e nêle não existir matéria alguma!

Em princípios de 1920, o matemático russo Alexandre Friedmann notou o êrro de cálculo de Einstein. Demonstrou que, com a correção, se tornavam possíveis soluções de equações relativas com modelos de um universo em evolução. O assunto foi posteriormente desenvolvido pelo cosmologista belga Georges Lemaître. Associando o universo dinâmico às novas observações do deslocamento vermelho de Hubble e Humason, formulou a teoria do universo em expansão na forma em que a conhecemos atualmente.

As equações originais de Einstein, de um universo estático, relacionavam a sua curvatura à densidade média de matéria no espaço e a uma constante cosmológica *ad hoc*. As atuais equações dinâmicas do universo em expansão unem a sua curvatura a duas quantidades diretamente observáveis: a densidade média de matéria e a proporção de expansão. Com o valor observado dessas duas quantidades, pode-se calcular que a curvatura do nosso universo é negativa, de modo que o espaço é aberto e infinito. Curva-se no sentido de uma

sela do oeste. O raio da curvatura corresponde a cinco bilhões de anos-luz.

Há cêrca de cinco anos, uma idéia inteiramente nova foi introduzida na cosmologia teórica pelos matemáticos britânicos Herman Bondi e Thomas Gold. Começaram com a hipótese de que, se o universo é homogêneo no espaço, também deve ser homogêneo no tempo. Isso significaria que qualquer região do universo deve ter parecido no passado, e parecerá sempre no futuro, essencialmente o que agora parece. A única maneira de conciliar tal postulado com o bem estabelecido movimento de galáxias repelindo-se mùtuamente era presumir que novas galáxias se formam contìnuamente para compensar a dispersão das velhas. Se novas galáxias se formam, nova matéria se cria no espaço. Bondi e Gold calcularam que a criação de nova matéria deve efetuar-se à proporção de um átomo de hidrogênio por hora, por milha cúbica, no espaço intergaláctico. Essa idéia de Bondi e Gold foi logo ampliada pelo astrônomo britânico Fred Hoyle, que modificou as equações originais de Einstein da relatividade geral, para que permitissem a contínua criação de matéria no espaço.

Além de rodear a questão filosófica com relação ao ''início'' do universo, a teoria Bondi-Gold-Hoyle pretendeu eliminar a dolorosa discrepância, nas estimativas da idade do universo, que, no momento, ainda atribulava os astrônomos. Se novas galáxias iam sendo contìnuamente criadas, o universo devia estar povoado de galáxias de todos os tempos, novas e velhas, vivendo ao mesmo tempo. Bondi, Gold e Hoyle presumiram que a idade da população era cêrca de um têrço do cálculo de 1,8 bilhões de anos a que Hubble havia chegado para a idade total do universo, isto é, 600 milhões de anos. De acôrdo com êsse ponto-de-vista, desde que a idade da nossa

galáxia é estimada em vários bilhões de anos, estamos vivendo num membro algo velho da população.

A recente revisão de distâncias, que eliminou a discrepância de idade e estabeleceu a idade do universo em cinco bilhões de anos, não desautoriza a teoria Bondi-Gold-Hoyle de um universo estável; meramente aumenta a idade média das galáxias para cêrca de 1,7 bilhões de anos e faz a nossa galáxia três vêzes, em vez de nove vêzes, tão velha quanto a média. Apesar disso, a eliminação da discrepância não exclui a idéia da estabilidade do seu fundamento principal. Na medida das observações, o pêso da prova, na atualidade, está definitivamente em favor da idéia de um universo em evolução mais que de um universo estável, figurado por Bondi, Gold e Hoyle.

Um dos mais importantes e recentes pontos de evidência foi a descoberta, em 1948, dos astrônomos Joel Stebbins e Albert E. Whitford. Usando filtros de luz de diferentes côres mediram o avermelhamento da luz proveniente de galáxias distantes e, para grande surprêsa dêles próprios e de qualquer outro, verificaram que era cêrca de 50 por cento maior do que poderia ser explicado pelo deslocamento vermelho, ou efeito Doppler, em virtude de movimento de afastamento das galáxias de nós.

É notório que os raios de luz podem ser avermelhados pela poeira, que dissipam e repelem a parte azul da luz; a poeira na atmosfera é que faz o sol parecer vermelho no ocaso e ao nascer. O avermelhamento excessivo das galáxias distantes foi, por isso, atribuído primeiramente à poeira flutuante no espaço intergaláctico. Mas quando os investigadores calcularam que quantidade de poeira seria necessária para produzir o avermelhamento observado, obtiveram um resultado atordoante: a poeira no espaço intergaláctico somaria 100 vêzes a matéria total concentrada nas próprias galáxias! Essa descoberta não sòmente contradisse todos os pontos-de-vista acei-

tos acêrca da distribuição de matéria no universo como também destruiu tôdas as escalas de distâncias dos astrônomos e a teoria da curvatura do espaço.

Felizmente, posteriores estudos feitos por Whitford desembaraçaram dêsse impasse os astrônomos. Para compreendê-los devemos deter-nos no exame da composição das galáxias. Baade demonstrou que existem duas espécies de populações estelares: a população I consiste predominantemente em estrêlas azuis, com grandes nuvens de pó e gás flutuantes ao seu derredor; a população II, principalmente estrêlas mais vermelhas, não tem poeira nem gás. As galáxias espirais são formadas, em grande parte, pela população I, enquanto as elípticas o são pela população II. Uma vez que a poeira interestelar e o gás produzem matéria para formação de novas estrêlas, pode-se supor que as galáxias espirais se acham em estado mais ou menos firme, com estrêlas recém-nascidas substituindo antigas, que vão paulatinamente esmaecendo. Por outro lado, as galáxias elípticas, carecendo de poeira e de gás, não produzem novas estrêlas para substituir a população moribunda. Os dois tipos de comunidades podem ser comparados respectivamente à população de Cambridge, Mass., comunidade dinâmica na qual novos nascimentos substituem os que morrem, e os alunos da classe de 1925 da Universidade de Harvard, população em declínio.

Stebins e Whiford limitaram as suas observações originais às galáxias elípticas. Nos seus novos estudos, Whitford incluiu galáxias espirais, localizadas nos mesmos aglomerados. E descobriu que a luz das espirais não mostrava excesso de avermelhamento! Assim o avermelhamento extra da luz das galáxias elípticas não podia ser atribuído a qualquer fator (poeira, por exemplo) atingindo a sua trajetória através do espaço, uma vez que as galáxias espirais e elípticas observadas

estão, lado a lado, à mesma distância de nós. A única conclusão possível era que o excessivo avermelhamento das galáxias elípticas distantes se deve ao fato de que as vemos agora como eram em remoto passado, quando eram intrìnsecamente mais vermelhas. Essa descoberta é uma das mais fortes provas em favor da idéia de que as galáxias estão evoluindo e contra a teoria de um universo estável.

Outros argumentos existem contra a teoria. Por exemplo, se a nossa galáxia é mais velha que a média, devemos esperar que as estrêlas do nosso sistema sejam mais velhas e diferentes que as da maior parte das de galáxias vizinhas, mas nenhuma diferença geral dêsse tipo foi observada. No todo, parece que a teoria do universo estável, apesar de atraente sob certos pontos-de-vista filosóficos, não é necessária nem correta.

Voltando agora à teoria de Lemaître, tentemos explicar como o cosmos evolveu do gás original, fortemente comprimido e quente, para estrêlas, galáxias, e a matéria tal qual conhecemos hoje. Antes de tudo, temos de considerar a relação entre a matéria (representada por partículas, como protons, neutrons e elétrons) e a radiação (representada pelos *quanta* de luz). Na física clássica era costume considerar a matéria ponderável e a radiação imponderável, mas sabemos agora que a energia radiante tem massa, calculada de acôrdo com a lei básica de Einstein, dividindo-se a quantidade de energia pelo quadrado da velocidade da luz. Na terra o pêso da energia de radiação é ínfimo comparado ao da matéria: a massa total de todos os *quanta* de luz que passam pela atmosfera num dia resplendente e ensolarado é menor do que um milésimo de um milionésimo de um milionésimo de um milionésimo do pêso do ar. A radiação de calor é ligeiramente mais pesada que a

luz, mas o seu pêso sobe apenas a um micrograma por bilhão de toneladas de ar na atmosfera!

No espaço interestelar e intergaláctico a proporção não é tão grande: a massa de matéria é ali sòmente cêrca de 1.000 vêzes a massa da radiação estelar. Ainda, no universo que conhecemos hodiernamente, a matéria é em tôda parte dotada de maior massa do que a radiação. Mas não é necessário que sempre tenha sido assim. Durante os primeiros estágios da evolução do universo, a densidade da massa da radiação deve ter excedido a da matéria comum. O motivo dessa conclusão, que o autor foi o primeiro em sugerir há vários anos, reside no diferente comportamento da matéria e da radiação. Imaginem-se dois cilindros, um cheio de gás material, o outro vazio, contendo sòmente radiação térmica. Ambos os cilindros estão fechados e tèrmicamente isolados, e o que contém a radiação tem as paredes internas feitas de um espelho ideal, que não absorve radiação. Os cilindros têm pistões móveis. Puxamos os pistões, aumentando o volume do espaço em cada cilindro. No cilindro cheio de gás material, a densidade do gás será reduzida em proporção direta com o aumento de volume. No outro cilindro, a densidade da massa da radiação decairá mais acentuadamente, porque a energia (e conseqüentemente a massa) de cada quantidade de radiação será reduzida pela reflexão proveniente do pistão que recua. As leis da física indicam-nos que a densidade da massa da radiação diminuirá na proporção de 4/3 em relação ao aumento de volume.

Aplicando-se semelhantes considerações ao universo como todo, chegaremos à conclusão de que certa vez, em remoto passado, a energia de radiação sobrepujou a matéria ordinária; deve ter havido libras e libras de *quanta* de luz para cada onça de átomos.

Um universo quase inteiramente cheio de radiação térmica apresenta caso bastante simples na teoria relativista da

expansão do espaço. Pode mostrar-se que, começando do tempo de máxima compressão, tôdas as distâncias aumentarão em proporção à raiz quadrada do tempo passado, e que a temperatura da radiação diminuirá na razão inversa da raiz quadrada do tempo passado. A temperatura do universo em qualquer data é igual a 15 bilhões de graus absolutos (graus Celsius acima do zero absoluto) divididos pela raiz quadrada da idade expressa em segundos. Conseguimos, assim, um quadro cronológico do "clima mutável" do universo: na idade de cinco minutos a sua temperatura média era cêrca de 40 milhões de graus (comparável à temperatura reinante no centro do sol ou de uma bomba atômica); aos 300.000 anos era de 6.000 graus (temperatura da superfície do sol) e aos 10 milhões de anos era de 300 graus (aproximadamente a temperatura ambiente).

Computando as densidades de massa da radiação e da matéria em várias épocas podemos encontrar a data do grande evento, quando a matéria superou a radiação, isto é, ultrapassou-a em densidade de massa. Essa data foi aproximadamente 250.000.00 D.I. (Depois do Início). A temperatura do espaço era então cêrca de 170 graus absolutos, e a densidade, tanto da radiação como da matéria, comparável à densidade atual do gás interestelar. O universo, em suma, era escuro e frio.

A transição do reinado da radiação térmica para o reinado da matéria deve ter sido caracterizada por um acontecimento muito importante: a formação de gigantescas nuvens gasosas. Dessas protogaláxias devem ter-se desenvolvido as galáxias de hoje, algum tempo mais tarde, pela condensação de gás em estrêlas individuais. Durante o período em que a matéria desempenhou papel secundário no oceano infinito da radiação térmica, não teve, por assim dizer, vontade própria; as partículas de matéria se "dissolveram" na radiação térmi-

ca, em grande parte como se dissolvem na água as moléculas de sal. Porém, logo que a matéria dominou a situação, as fôrças de gravidade, agindo entre as partículas, devem ter causado crescente heterogeneidade da matéria no espaço. O astrônomo inglês James Jeans demonstrou, há mais de meio século, que o tamanho das nuvens nas quais um gás de partículas será amontoado por fôrças gravitacionais pode ser calculado pela densidade e temperatura do gás em expansão. Usando-se a fórmula de Jeans e a temperatura do período de transição, bem como os valores de densidade acima fornecidos, vemos que as nuvens de gás primordial tinham um diâmetro de 40.000 anos-luz, e cada nuvem deve ter tido uma massa total cêrca de 200 milhões de vêzes o nosso sol. Êsses números, derivados puramente da teoria, estão em razoável acôrdo com os observados para as dimensões médias e a massa das atuais galáxias. (A Via-láctea e a nebulosa Andrômeda são consideràvelmente maiores do que a galáxia média.)

As protogaláxias dispersaram-se pelo processo geral de expansão. A sua matéria, posteriormente, se condensou em bilhões de estrêlas, presumìvelmente pela repetição, em escala menor, do processo de acréscimo de Jeans. Formaram-se usinas, e o universo de novo se tornou brilhantemente iluminado, em conseqüência da verificação de reações nucleares no interior das estrêlas. Mas êsses processos "secundários" constituem assunto especial, que aqui não discutiremos pormenorizadamente.

Voltemos, agora ao princípio, aos primeiros estágios da expansão. De acôrdo com os nossos cálculos, quando o universo tinha cinco minutos de idade, era a sua temperatura de um bilhão de graus, e deve ter sido ainda mais elevada antes. Em tais temperaturas, movem-se as partículas com energias

de milhões de volts elétrons, comparáveis às dos modernos aceleradores de fissão do átomo. Quer dizer que as reações nucleares devem ter-se sucedido com grande rapidez através da matéria do universo. É natural concluir que os elementos químicos se formaram, nas relativas quantidades que iriam constituir o universo que conhecemos, durante êsse primeiro estágio de evolução. A suposição adquire fôrça pelo fato de que os elementos radioativos naturais, com base na extensão de declínio, devem ter aproximadamente cinco bilhões de anos de idade.

Durante os primeiros minutos da existência do universo deve a matéria ter consistido em *protons, neutrons* e elétrons, pois qualquer grupo de partículas que se combinasse momentâneamente num núcleo composto se dissociaria imediatamente nos seus componentes, com temperatura extremamente elevada. Poderemos chamar a mistura de partículas *hylem,* nome dado por Aristóteles à matéria primordial. À medida que o universo se ia expandindo e a temperatura do *hylem* caía, os *protons* e *neutrons* começaram a unir-se, formando *deuterons* (núcleos de hidrogênio pesado), *tritons* (hidrogênio ainda mais pesado), hélio e outros elementos mais pesados.

Baseados no que sabemos do comportamento das partículas nucleares e das suposições sôbre a razão de variação da temperatura e da densidade no universo em expansão, é-nos dado calcular o resultado líquido de tôdas as possíveis reações nucleares que devem ter ocorrido durante os primeiros minutos da história do universo. O tempo disponível para a formação dos elementos deve ter sido curtíssimo, por duas razões: 1.ª) os *neutrons* livres no *hylem* original devem ter declinado ràpidamente; e 2.ª) a temperatura caiu imediatamente abaixo do nível em que se poderiam verificar reações nucleares. Sabemos que a vida média de um *neutron* gira em tôrno de doze minutos; logo, meia hora após o início da expansão, não teria

restado pràticamente um só *neutron,* se os *neutrons* se não tivesem combinado em núcleos atômicos. Mais ou menos o mesmo tempo duraram as condições favoráveis de temperatura. Portanto, devem ter-se formado, naquela meia hora, todos os elementos químicos.

Dirão muitos que não há sentido em falar de meia hora que transcorreu há cinco bilhões de anos. Para lhes respondermos, consideremos um lugar de Nevada, onde, há alguns anos, explodiu uma bomba atômica. O lugar, ainda hoje, está impregnado de velhos produtos de fissão. Foi bastante apenas um microssegundo para que a explosão nuclear produzisse todos êsses resultados da fissão. E a simples aritmética mostrará que um período de vários anos está para um microssegundo como cinco bilhões de anos para meia hora!

Os cálculos da razão em que os núcleos atômicos elementares se sintetizariam nas condições supostas foram feitos e, mais tarde ampliados, por Enrico Fermi e Anthony L. Turkevich. Os núcleos compostos cuja produção foi calculada eram *deuterion* (combinação de um *proton* e de um *neutron*), *tritium* (um *proton* e dois *neutrons*) e dois isótopos de hélio. Ao cabo dos trinta minutos os *neutrons* livres teriam pràticamente desaparecido, e depois não haveria ulterior mudança nas relativas abundâncias de tais núcleos elementares. Naquele momento, o universo, segundo êsses cálculos, teria consistido em quantidades quase iguais de hidrogênio e hélio, e cêrca de 1 por cento de *hylem* original se teria convertido em raros isótopos de hidrogênio e hélio capazes de combinar-se para formar os núcleos de elementos mais pesados.

O fato de as quantidades de hidrogênio e hélio serem aproximadamente iguais nesses cálculos é bastante compensador, pois é quase precisamente essa a quantidade relativa dos dois elementos no universo de hoje. O resultado dos cálculos

proporciona bom fundamento à teoria da expansão; com efeito, é possível mostrar que o universo teria emergido do estado de *hylem* consistindo pràticamente em hidrogênio apenas, ou apenas em hélio, se as condições tivessem diferido bastante das postuladas.

Todavia, afora êsses dois primeiros elementos, conduz a teoria a uma séria dificuldade, ainda não eliminada. Assume a teoria que os elementos leves se combinaram em graus sucessivos para formar os mais pesados. O hélio consiste em quatro nucleões (partículas nucleares), ou seja, a sua massa atômica é quatro. O núcleo seguinte deveria ter massa atômica cinco, mas a verdade é que não existe núcleo de massa cinco, ou pelo menos não se conhece nenhum de vida bastante apreciável. Por algum motivo, não se unem cinco nucleões. Depois do hélio 4, o núcleo seguinte é um isótopo de lítio, de massa seis. Devemos, pois, supor que o hélio se transformou no núcleo seguinte, quer pela captura simultânea de dois *neutrons* (fato extremamente improvável), quer pela fusão com um núcleo *tritium.* Mas a rapidez com que tais fusões poderiam ter-se realizado, nas condições dadas, é demasiadamente pequena para explicar a quantidade de elementos mais pesados efetivamente produzida. Até hoje não se descobriu reação capaz de preencher o vácuo na massa 5.

Depois da massa cinco há pouca dificuldade, ou nenhuma; uma vez preenchido o vácuo, explicamos bastante satisfatòriamente as relativas abundâncias dos elementos, desde o lítio, galgando a tabela periódica, até o urânio, como ficou evidenciado pelos cálculos levados a efeito pelo autor, Ralph A. Alpher e Robert C. Herman. Se não houver maneira de preencher o vácuo, talvez sejamos forçados a concluir que a maioria dos elementos pesados não se formou nos primeiros estágios da expansão do universo, mas posteriormente, talvez

no interior de estrêlas fantàsticamente quentes, como sugere Fred Hoyle, no seu capítulo das "Estrêlas superquentes".

A teoria que sugere originar-se o nosso universo de uma concentração extremamente comprimida de matéria e radiação suscita, naturalmente, a pergunta: como foi que chegou a tal estado, e que o fêz expandir-se? Na sua versão original do universo em expansão, Lemaître visualizou o comêço como gigantesco "átomo primordial", que explodiu em virtude de violentos processos de decadência radioativa. Mas essa concepção não condiz absolutamente com o quadro da primitiva evolução a que chegamos. O jovem universo deve ter consistido quase exclusivamente em radiação térmica de elevada temperatura, e os átomos, radioativos ou não, só devem ter desempenhado um papel insignificante no seu comportamento.

Resposta muito mais satisfatória pode ser obtida considerando-se a operação reversa das mesmas fórmulas relativistas que empregamos para descrever o processo de expansão. Dizem-nos as fórmulas que várias partes do universo se separam com uma energia que supera as fôrças de atração newtonianas existentes entre elas. Extrapolando tais fórmulas ao período anterior ao ponto em que o universo alcançou o estágio de máxima contração, verificamos que o universo deve ter estado a se contrair com a mesma enorme velocidade com a qual se expande agora!

Concluímos, pois, que o nosso universo existe há uma eternidade, que até há cinco bilhões de anos se contraía uniformemente, de um estado de infinita rarefação, que há cinco bilhões de anos atingiu um estado de máxima compressão no qual a densidade de tôda a sua matéria talvez tenha sido a mesma que a das partículas prensadas no núcleo de um átomo (isto é, 100 milhões de milhões de vêzes a densidade da água), e que o universo, agora, inverte o movimento, dis-

persando-se irreversìvelmente para um estado de infinita rarefação.

Êsse movimento é hiperbólico e pode ser comparado ao de um cometa, que não gira em tôrno do sol, como fazem os planêtas, mas vem da infinidade do espaço (em certos casos), circunda o sol, desenvolvendo belíssima cauda, e desaparece de novo no infinito, sem promessa de volta.

Qualquer pessoa de espírito inquiridor há de perguntar: "Como era o universo quando se ia concentrando?" Seria possível dar uma resposta metafísica nas palavras de Santo Agostinho de Hipona, que, nas suas *Confissões,* escreveu: "Afirmam alguns que, antes de fazer o Céu e a Terra, Deus preparou o Geena para os que ousam penetrar tais assuntos."

Mais recentemente, uma resposta matemático-física foi oferecida pelo físico japonês Chuchiro Hayachi, e a sua idéia foi elaborada por Alpher, Herman e James W. Follin do Laboratório de Física Aplicada da Universidade Johns Hopkins. Levando em consideração os fatos conhecidos sôbre o comportamento de partículas fundamentais, chegaram à conclusão de que a atual composição química do universo independe inteiramente da sua constituição antes do estado de máximo colapso. As transformações de partículas devem ter-se verificado tão ràpidamente, durante tal estado, que o efeito foi inteiramente determinado pelas condições da época mais do que por quanto sucedera antes.

Assim, sob o ponto-de-vista físico, precisamos esquecer de uma vez o período anterior ao colapso e tentar explicar tôdas as coisas com base em fatos que não superam a idade de cinco bilhões de anos, mais cinco por cento, ou menos.

UM UNIVERSO MAIOR E MAIS VELHO

por George W. Gray

Já faz um quarto de século que George Ellery Hale escreveu o seu memorável pedido de 14 de fevereiro de 1928 a Wickliffe Rose. A carta produziu como resultado o donativo de 6 milhões de dólares da Instituição Educacional Internacional Rockefeller, destinado à construção de um telescópio de 200 polegadas, e levou à fundação do Observatório de Palomar. Antes disso, ninguém propusera sèriamente empregar tão gigantesca quantia num instrumento de pesquisa científica. Para o donativo sem par, Hale apresentou um poderoso fato, focalizando o seu argumento em três problemas não resolvidos da natureza: a evolução das estrêlas, a estrutura do universo e a constituição da matéria.

O grande telescópio, com a sua fôrça coletora de luz de um milhão de olhos humanos, ficou finalmente pronto e dedicado a Hale, em 1948, dez anos depois da sua morte. Há quatro que o instrumento trabalha, e com o seu auxílio foram tomadas milhares de fotografias de estrêlas distantes e de nebulosas ainda mais distantes. Embora tenha proporcionado inúmeras partes de novas provas com relação aos três problemas que absorviam especialmente o pensamento de Hale, a maior contribuição do telescópio, até agora, não foram os novos descobrimentos astronômicos, senão a correção de um conceito sumamente básico: a medida unitária para a avaliação

das enormes distâncias do universo. Mostrou o telescópio de Hale que a unidade aceita e usada pelos astrônomos durante mais de trinta anos é duas vêzes mais comprida do que se supunha. É como se os oceanógrafos descobrissem repentinamente que a braça, em vez de seis pés de comprimento, tivesse realmente doze. O efeito seria dobrar tôdas as medidas das profundidades oceânicas.

Já que essa unidade astronômica, a estrêla variável cefeida, constitui a principal medida para o mergulho nas profundidades do espaço fora da Via-láctea, segue-se que tôdas as distâncias externas, anteriormente determinadas pelos astrônomos, devem ser multiplicadas pelo fator dois, se é certo que a unidade estava errada, na proporção dêsse fator. Por exemplo, a nebulosa Andrômeda, a mais próxima dos grandes sistemas espirais externos de estrêlas, dista de nós pelo menos dois milhões de anos-luz, e não um milhão. Assim diz o testemunho do telescópio de Hale. Ademais, acrescenta, a espiral de Andrômeda é duas vêzes maior que os cálculos anteriores a Palomar nos levavam a crer e parece ser maior que a nossa própria galáxia, a Via-láctea.

Durante os anos, foram sendo descobertos aglomerados de espirais cada vez mais remotos: um na constelação da Virgem, a 6 milhões de anos-luz, um em Pégaso a 23 milhões, outro na Ursa Maior a 85 milhões, e outro aglomerado, mais remoto, nos Gêmeos a 135 milhões. Se aplicarmos a nova unidade de medida, deverão ser duplicadas tais distâncias.

O efeito imediato dos descobrimentos de Palomar é o de alargar o reino do espaço exterior que já conhecíamos. É um universo mais vasto, não por têrmos descoberto objetos mais distantes, mas porque as galáxias e os aglomerados de galáxias, já conhecidos e registrados, distam mais e estão mais amplamente dispersados do que supúnhamos.

Outra conseqüência da correção da unidade é a de aumentar o nosso respeito pelos instrumentos ópticos que já possuímos. Dois olhos penetrantes são capazes de distinguir a débil luz da nebulosa de Andrômeda, sem auxílio de lente nem de espelho, o que significa que o ôlho desarmado atinge uma profundidade de dois milhões de anos-luz no espaço. Na época de Hale, o telescópio refletor de cem polegadas, do Monte Wilson, então o maior telescópio do mundo, tinha um alcance de 500 milhões de anos-luz; e o novo telescópio de 200 polegadas, ao que se supunha, poderia fotografar objetos a uma distância de 1.000 milhões de anos-luz. Agora, porém, o alcance de todos os telescópios está multiplicado por dois. Com o telescópio de Hale, os observadores de Palomar já fotografaram objetos que calculam estar a mais de 1.600 milhões de anos-luz de distância. E esperam alcançar 2.000 milhões quando forem melhorados os auxiliares do telescópio, por exemplo, lentes corretoras, células fotoelétricas, etc.

Contudo, os acessórios ópticos e elétricos só podem colhêr a luz dos corpos luminosos e registrar o comportamento dos seus raios nas condições estabelecidas pelo astrônomo. Mister se faz o espírito do homem para interpretar o significado de tal comportamento. Fundamentais para as suas interpretações são as unidades, ou indicadores de distância, pelos quais se avalia a distância de uma fonte de luz. Por mais certa que esteja a teoria, por mais perfeita que seja a visão ou por mais poderoso que seja o telescópio, se os indicadores de distância não estiverem corretamente calibrados, será errônea a interpretação.

Essa primeira grande contribuição feita pelo novo instrumento foi pùblicamente anunciada por Walter Baade, dos observatórios de Monte Wilson e Palomar, na assembléia da União Astronômica Internacional, em Roma, no último mês

de setembro. Causou uma espécie de sensação na assembléia, constituída dos maiores astrônomos de tôdas as nações. E, na verdade, não é possível estimar-lhe demais a importância. "Essas novas determinações serão, sem muita dúvida, o resultado mais importante proporcionado pelo telescópio de Hale nos primeiros anos de trabalho", disse Ira S. Bowen, diretor dos Observatórios de Monte Wilson e Palomar. "Com efeito, acrescentou, "a recalibração das estrêlas variáveis cefeidas é fundamental para qualquer pesquisa do segundo problema da lista de Hale, a estrutura do universo."

No lado oposto ao da Grande Ursa, na outra banda da Estrêla Polar do Norte, encontra-se Cepheus, o Rei. Trata-se de uma constelação fraca e pouco importante; os primeiros observadores do céu teriam indubitàvelmente prestado pouca atenção a Cepheus, não fôra o singular comportamento de um dos seus membros. Essa estrêla, registrada no mapa do céu com Delta Cephei, brilha e empalidece, alternadamente, com notável regularidade. Leva cinco dias e oito horas para ir da fase mais brilhante à menos brilhante e voltar à mais brilhante. A mudança, maior que uma grandeza estelar, é visível a ôlho desarmado. Quando os telescópios se voltaram para Delta Cephei, descobriram que se compunha na realidade de duas estrêlas, uma grande, amarela, e outra menor, de matiz azulado.

Existem numerosas estrêlas duplas, conhecidas como binárias eclipsantes, que alternadamente brilham e empalidecem. Ao ôlho se afiguram estrêlas simples, mas, examinadas pelo espetroscópio, se revelam duplas. As suas mudanças de luminosidade se devem, como indica o instrumento, ao fato de uma estrêla passar na frente da companheira, enquanto ambas

giram em tôrno do centro comum de gravidade. Julgou-se, a princípio, que um mecanismo eclipsante dêsse tipo fôsse responsável pela variabilidade de Delta Cephei. Contudo, observações e mais observações não lograram qualquer prova nesse sentido. Nenhum dos seus componentes passa jamais na frente do outro, e os astrônomos se viram obrigados a reconhecer que o brilho e o empalidecimento de Delta Cephei era algo inerente à estrêla gigante amarela, que o telescópio mostrava ser o maior componente. Tratava-se, aparentemente, de uma estrêla pulsante, que aumentava em brilho quando a superfície crescia, e que, em seguida, decaía para uma luminosidade menor, quando a superfície se reduzia.

Entretanto, haviam os astrônomos descoberto outras estrêlas não eclipsantes que procediam tal qual Delta Cephei, algumas com longos períodos de variação, outras com menores. Por exemplo, a Estrêla Polar do Norte pulsava com uma variação de 3,97 dias. A sua mudança de luminosidade era apenas um décimo da grandeza do máximo ao mínimo, mal o suficiente para ser reconhecida por um casual observador do céu. O mesmo se verificava com muitas outras estrêlas, algumas visíveis a ôlho desarmado, outras tão fracas que sòmente podiam ser vistas com o auxílio de um telescópio. Na constelação dos Gêmeos foi descoberta uma estrêla pulsante com período de 10 dias. No Cisne outra, com período pouco superior a 16 dias. Em Carina, constelação do hemisfério sul, uma estrêla vermelha pulsava com o longo período de 35 dias e 12 horas.

Catalogaram-se centenas e, talvez milhares de estrêlas dêsse tipo, cada uma com a sua característica mudança de luminosidade. Por parecerem do mesmo tipo geral de Delta Cephei, receberam o nome de "cefeidas". Foram descobertas em tôdas as partes da Via-láctea: muitas azuis, outras amare-

las, algumas alaranjadas, e outras vermelhas. Na década de 1890, Solon I. Bailey, do Observatório da Universidade de Harvard, descobriu inúmeras cefeidas de período breve nos aglomerados globulares da Via-láctea. Êsses aglomerados são enormes amontoados, alguns contendo centenas de milhares de estrêlas de muitos tipos; mas o que chamou a atenção de Bailey foi a freqüente ocorrência de cefeidas de período de menos de um dia. Chamou-lhes "variáveis do tipo aglomerado", e o nome foi adotado por outros, que pesquisaram aglomerados globulares e repetidas vêzes descobriram cefeidas com períodos que iam de seis a dezoito horas.

Uma década após haver Bailey citado as variáveis do tipo aglomerado, Henrietta S. Leavitt, assistente do Observatório da Universidade de Harvard, iniciou um estudo das Nuvens Magalânicas. As duas Nuvens Magalânicas são galáxias fora da Via-láctea, e visíveis apenas no hemisfério sul. Receberam tal nome pelo fato de o explorador Magalhães as ter contemplado na sua famosa viagem de circunavegação do mundo. O pôsto estabelecido por Harvard, no hemisfério sul, naquela ocasião no Peru, tinha iniciado um extenso levantamento fotográfico das nuvens Magalânicas, a Grande e a Pequena, levando a efeito exposições noturnas com uma câmara telescópica. Em 1905 uma coleção de tais fotografias foi ter a Cambridge e encaminhada a Miss Leavitt, para que ela a examinasse. Imediatamente, localizou a jovem numerosas estrêlas variáveis, mais tarde reconhecidas como cefeidas. Miss Leavitt concentrou a sua pesquisa em vinte e cinco da Pequena Nuvem e realizou medidas pormenorizadas do seu brilho e variabilidade aparentes. Apresentavam grande variedade de períodos, levando algumas 4 dias, para o seu ciclo, outras 10, outras 18, e poucas 127 dias.

Ao examinar as imagens das estrêlas magalânicas, observou Miss Leavitt que havia entre elas uma relação sistemá-

tica. Eram tôdas fracas, não havendo uma que pudesse ser vista sem auxílio de longa exposição fotográfica através do telescópio; algumas, entretanto, pareciam mais brilhantes que as outras, e percebia-se interessante ordem nos seus graus de luminiscência. Em todos os casos, quanto mais longo o período da estrêla, tanto mais brilhante era ela. Assim, as estrêlas de períodos de dez dias tinham um brilho quatro vêzes superior às de períodos de quatro dias, enquanto as de períodos de 17 dias eram duas vêzes mais brilhantes que as de períodos de dez dias.

As cefeidas disseminadas na Via-láctea acham-se a distâncias variáveis de nós. Mas na pequena galáxia da Pequena Nuvem Magalânica, universo insular separado, distinto do nosso sistema, presumìvelmente tôdas as estrêlas estavam quase à mesma distância. E como, a essa distância uniforme, as cefeidas de período mais dilatado eram mais brilhantes que as de períodos menos longos, não se concluia, com razão, serem realmente mais brilhantes?

Na época do estudo de Miss Leavitt a medida de distâncias astronômicas constituía ciência bastante fragmentária. Por meio da triangulação, haviam sido feitas boas determinações, em se tratando de estrêlas próximas. Pela triangulação, media-se a posição de um objeto no céu precisamente duas vêzes, com seis meses de intervalo, quando a terra se achava em pontos opostos da órbita. Por intermédio do ângulo assim projetado, podia calcular-se a distância. Êsse método trigonométrico proporcionava resultados bastante razoáveis até o limite de 100 anos-luz. Para objetos além, o ângulo de deslocamento tornava-se insuficiente para qualquer medida, e os astrônomos tinham recorrido a vários estratagemas.

Um dêles se valia do movimento das estrêlas. Podemos separar o movimento de cada estrêla em dois componentes,

um através do céu, chamado movimento próprio, outro movimento de aproximação ou de recessão, chamado velocidade radial. O espetroscópio mede com bastante precisão a velocidade radial, e é possível traduzir-lhe diretamente a leitura em milhas por segundo. O movimento próprio, por outro lado, é extremamente insignificante, até num intervalo de muitos anos. Contudo, mediante prolongada observação fotográfica, os movimentos próprios de numerosas estrêlas tinham sido registrados, e a evidência indicava que, quanto mais lento o movimento, tanto mais distante a estrêla. Combinando a velocidade radial e o movimento próprio, e submetendo os resultados à análise estatística, puderam os astrônomos determinar as distâncias das estrêlas até cêrca de 3.000 anos-luz.

A luz diminui com a distância, segundo uma razão fixa. Portanto, se conhecermos a distância efetiva de uma estrêla, poderemos, mediante a aplicação da razão ao seu brilho aparente, calcular-lhe o brilho verdadeiro. Ou se não conhecermos a distância, mas pudermos chegar a um valor para o seu brilho real, poderemos calcular a que distância se encontra a estrêla. Essas várias tentativas de avaliar as distâncias estelares pelo estudo do movimento, e as grandezas estelares por intermédio de sinais da temperatura estelar, eram expressões da busca de estrêlas que pudessem servir de velas padrões. Todavia, na sua maioria, as estimativas se faziam por inferências, e os astrônomos sonhavam com uma unidade direta capaz de atravessar a Via-láctea e permitir-lhes medir as dimensões e distâncias dos objetos mais remotos fotografados pelos telescópios.

Pelo fim do século, a estimativa mais geralmente aceita do diâmetro da Via-láctea era de 7.000 anos-luz. Em 1915, Sir Arthur Eddington levou-a a 15.000 anos-luz. Tais dimensões pareciam enormes na época. Relembrá-las agora, quando se

calcula que a Via-láctea tem diâmetros de 75.000 a 100.000 anos-luz, é dar a medida do progresso realizado pelos astrônomos.

Miss Leavitt colocou as suas observações das 25 cefeidas magalânicas numa curva, proporcionando, dessarte, o fundamento de uma relação período-luminosidade. Por intermédio de tal relação o astrônomo era capaz de dizer quanto brilhava mais que outra uma cefeida magalânica. Não lhe era dado afirmar quanto brilhava mais que o sol, por não haver então medida da distância das Nuvens Magalânicas. Mas aquela chave oferecia sedutora possibilidade, sugerindo que, se se determinasse a distância de uma cefeida, o astrônomo, aplicando a relação, poderia calibrar o brilho absoluto de tôdas as cefeidas, onde quer que se encontrassem. Quando uma daquelas estrêlas pestanejantes fôsse localizada num aglomerado ou galáxia, o seu brilho absoluto indicaria a que distância se achava o aglomerado ou a galáxia. As cefeidas podiam, portanto, ser empregadas como velas-padrão, ou unidades ópticas, destinadas à medição das enormes distâncias.

O primeiro em se valer da oportunidade foi Harlow Shapley, então jovem astrônomo do Observatório de Monte Wilson. Impusera-se êle a tarefa de medir as dimensões da Via-láctea. Ocorreu-lhe ser o melhor caminho, para medir o comprimento e a largura da nossa galáxia, a determinação das distâncias dos aglomerados globulares que a rodeiam. Seria como que fazer o levantamento de uma cidade pela medição das distâncias aos seus subúrbios vizinhos. Os aglomerados não apresentavam movimentos próprios apreciáveis, de modo que nada se lucraria com o estudo do movimento. Shapley recorreu às cefeidas como meio possível de avaliar as distâncias aos aglomerados globulares.

O primeiro requisito, naturalmente, era o conhecimento do brilho real de algumas cefeidas, pois a curva de Miss

Leavitt se fundava inteiramente no brilho aparente. Através de estudos de movimento, no interior da nossa vizinhança em relação à Via-láctea, logrou Shapley valores para as distâncias de 11 cefeidas próximas. Quanto aos períodos, variavam de 1,9 dias a 10,2, e êle, chegando a uma média, deduziu um valor de 5,96 dias. Em seguida, dispondo da distância e da grandeza aparente, calculou que uma cefeida de 6,96 dias brilhava com a grandeza absoluta 2,3, o que significava que possuia 690 vêzes o brilho do Sol. Dêsse ponto fixo, partiu para a recalibração da curva de grandeza aparente de Miss Leavitt, em têrmos de grandeza absoluta, e, dessarte, o estabelecimento da relação período-luminosidade para as cefeidas. A sua curva ia de cefeidas com períodos de meio dia (variáveis do tipo aglomerado) às dotadas de períodos de mais de cem dias. A relação período-luminosidade indicava que tôdas as cefeidas eram estrêlas-gigantes — algumas milhares de vêzes mais brilhantes que o Sol. Até as variáveis do tipo aglomerado de período breve eram cada uma igual a cem sóis.

Dêsse modo, obteve Shapley não precisamente uma vela-padrão mas tôda uma série variando em ampla escala de luminosidades. Com cefeidas nos aglomerados globulares mediu as distâncias daqueles grupos de estrêlas. Foi isso em 1917. Alguns anos depois, após ter sido transferido para Harvard como diretor do seu observatório, valeu-se de cefeidas de períodos maiores para medir as distâncias das Nuvens Magalânicas. Os astrônomos aplaudiram tais demonstrações da utilidade dos gigantes pestanejantes. Ao que parecia, dispunha-se finalmente de um dispositivo para cruzar o abismo do espaço intergaláctico.

Mais longe ainda no espaço, além das Nuvens Magalânicas, turbilhona a nebulosa de Andrômeda. Ninguém sabia a que distância se encontrava. Os telescópios que tinham imediata-

mente resolvido as nuvens em estrêlas não haviam conseguido resolver a grande espiral de Andrômeda. No princípio da década de 1920 a 1930, Edwin Hubble decidiu explorar êsse turbilhão luminoso com o telescópio de cem polegadas do Monte Wilson. Nos braços da espiral descobriu centenas de pontos de luz que se revelaram estrêlas, e, entre êles, 12 cefeidas.

Cefeidas na nebulosa de Andrômeda! Lá estavam as unidades para medir-lhe a distância. As cefeidas de Andrômeda possuiam diversos períodos, que iam de 17 dias a 50, e, aplicando-lhes a curva período-luminosidade, calculou Hubble que a nebulosa se achava a uma distância de quase um milhão de anos-luz.

Tal qual a Via-láctea, possuia a nebulosa um halo envolvente de aglomerados globulares. Hubble focalizou nêles o telescópio de 100 polegadas. Não conseguiu resolver nenhum de tais aglomerados em estrêlas individuais, e, assim, não logrou descobrir cefeidas, mas observou, no tocante a êles, um fato embaraçoso. Os aglomerados globulares de Andrômeda pareciam ser de uma a uma-e-meia grandeza mais fracos em luminosidade absoluta que os da Via-láctea.

A discrepância foi o primeiro aviso de que talvez estivessem errados os indicadores de distância. ''Entre nós, na ocasião, discutimos possíveis interpretações da disparidade'', relembrou há pouco Hubble. ''A falta de correspondência entre a nossa galáxia e Andrômeda poderia significar serem as cefeidas mais fracas do que tínhamos suposto. Na ocasião nos inclinávamos a suspeitar que o distúrbio se localizava nos aglomerados. Não havia, então, o telescópio de 200 polegadas, mas concordamos na existência de um problema que estava à espera de ser enfrentado mal estivesse construído o instrumento''.

Mesmo antes de pronto o telescópio de 200 polegadas, realizou Walter Baade um importante descobrimento que iria

ter influência direta no problema. Baade, astrônomo nascido na Alemanha, que visitara pela primeira vez o Monte Wilson na década de 1920 a 1930, com uma bôlsa de Rockefeller e mais tarde fôra convidado a unir-se ao pessoal do observatório, iniciou o seu memorável estudo da nebulosa Andrômeda no inverno de 1941-1942. Fotografando a grande espiral com o telescópio de 100 polegadas, verificou que tôdas as suas estrêlas eram separáveis em dois tipos de aglomerações estelares.

"A boa sorte contribuiu para o êxito de minha tentativa", explica Baade. "A primeira feliz circunstância foi o escurecimento total das cidades, impôsto pela nossa entrada na guerra, em Pasadena e Los Angeles, pois o brilho do céu freqüentemente interferia com a fotografia de objetos de débil luminosidade tirados do Monte Wilson. A segunda circunstância foi a aquisição de um novo tipo de filme fotográfico extrasensível à luz vermelha".

"Não estava pesquisando as duas aglomerações, e, sim, as estrêlas individuais no disco central da nebulosa de Andrômeda. Fôra apenas nos braços espirais que Hubble descobrira estrêlas. Ao tentar resolver a zona central, que nas fotografias surgia como massa sólida, luminosa, não lograra obter pontos de luz semelhantes aos que vira nos braços espirais. O meu objetivo era simplesmente verificar se, com o melhoramento das condições fotográficas, resolvia o disco central".

"A princípio, perdi tempo em chapas sensíveis ao azul. Hubble descobrira supergigantes azuis nos braços espirais, e era de esperar que também fôssem azuis as estrêlas mais brilhantes da zona central. Nada consegui, porém, e foi sòmente depois de esgotar todos os artifícios para a localização de estrêlas azuis, que me voltei para os filmes sensíveis ao vermelho. Quem sabe se não seriam vermelhas as estrêlas mais brilhantes? Nas novas fotografias, distinguiam-se centenas de

pequeninas imagens estelares na zona em que antes nada pudera ser visto. Tratava-se de gigantes vermelhos. Quando voltei o telescópio para outras regiões da nebulosa, a partir do centro para fora, o padrão de estrêlas mais salientes mudou dos gigantes vermelhos entre os braços espirais para supergigantes azuis nos braços. Era como se a zona central e as regiões situadas entre os braços estivessem juncadas de uma espécie de estrêlas, enquanto outra espécie predominava nos próprios braços."

Acompanham a nebulosa de Andrômeda dois sistemas menores, um perto da grande espiral, num dos lados, o outro mais distante, no lado oposto. Baade inspecionou também êsses dois sistemas, e verificou que as suas estrêlas eram do mesmo tipo que as por êle fotografadas no disco central da própria nebulosa de Andrômeda. Mais uma vez eram vermelhas as estrêlas mais brilhantes.

Foram tais descobrimentos que levaram à classificação de tôdas as estrêlas em População I e População II. As duas populações incluem estrêlas de tôdas as côres, mas os membros mais luminosos da População II são vermelhos, enquanto os mais luminosos da População I são azuis e mais de 100 vêzes mais brilhantes. Há diferenças na composição dos dois tipos, sendo as estrêlas da População I mais ricas em metais. Aparentemente são também mais novas que as da População II.

Alguns sistemas estelares se constituem inteiramente de estrêlas da População II; como exemplos servem os dois companheiros da nebulosa de Andrômeda, e os aglomerados globulares. As grandes espirais, como Andrômeda e presumìvelmente a nossa Via-láctea, incluem os dois tipos, com as estrêlas da População II reunidas no centro e as da População I nos braços espirais. Além disso, com o nosso Sol, com a sua família de planêtas, se encontra num dos braços espirais da Via-

-láctea, a maioria das estrêlas em nossa imediata vizinhança, inclusive o Sol e pràticamente tôdas as que podem ser vistas a ôlho desarmado pertencem à População I.

"Quando tivemos de avaliar as cefeidas, diz Baade, deparou-se-nos a mesma divisão em dois grupos claramente separados. Há notáveis diferenças entre as cafeidas da População I, que observamos nos braços espirais da nossa galáxia, e as cefeidas da População II, que encontramos nos aglomerados globulares. Delta Cephei e a Polar, por exemplo, são estrêlas da População I, enquanto as variáveis do tipo aglomerado, com períodos de menos de um dia, só se encontram na População II. O fato de as cefeidas serem de duas classificações distintas suscitou imediatamente uma dúvida: poderiam estrêlas de tipos tão diferentes ser adequadamente calibradas na mesma escala de período-luminosidade?"

"Que diz o telescópio de 200 polegadas sôbre isso?", perguntaram a Baade.

"Os dados atuais, respondeu êle, indicam que através da escala das cefeidas, as da População I brilham cêrca de uma grandeza e meia mais que as correspondentes da População II. Significa que são quatro vêzes mais brilhantes. A primitiva calibração da relação período-luminosidade parece aplicar-se corretamente às cefeidas do Tipo II. Mas a velha calibração está errada para o Tipo I, sendo estas cefeidas uma vez e meia mais brilhantes do que se supunha."

As cefeidas a que Shapley havia recorrido para medir as distâncias dos aglomerados globulares eram do tipo aglomerado, isto é, cefeidas da População II. Tais estrêlas tinham sido calibradas numa grandeza representando 100 vêzes o brilho do Sol. Os seus valores permanecem imutáveis; segue-se, pois, que as primeiras medidas, feitas com cefeidas do tipo aglomerado, são corretas.

Mas Hubble tinha empregado cefeidas da População I para determinar a distância da nebulosa de Andrômeda. Com efeito, não pudera descobrir, na nebulosa, nenhuma estrêla do tipo aglomerado. Entre as 12 cefeidas por êle fotografadas, a mais fraca tinha um período de 17 dias. De acôrdo com a calibração então aceita, aquilo significava que o seu brilho real era 2.700 vêzes o do Sol e, baseado no seu brilho aparente na fotografia, calculou Hubble a distância em cêrca de um milhão de anos-luz. As novas determinações, porém, indicam que uma cefeida de 17 dias possui um brilho igual a cêrca de 10.800 vêzes a luminosidade do Sol. Mostra o cálculo que, para uma estrêla com a luz de 10.800 sóis aparecer fraca como essa cefeida, deve estar a uma distância de aproximadamente dois milhões de anos-luz. Assim, com cada uma das demais cefeidas. Quando as suas luminosidades foram revistas, subindo uma grandeza e meia, tôdas indicavam a mesma distância, dois milhões de anos-luz.

Mas, perguntará o leitor, como o provou o telescópio de 200 polegadas?

Era uma questão de escala de grandezas. O instrumento tinha capacidade para alcançar certas estrêlas, se elas dispusessem de certa luminosidade e certa distância, e quando o telescópio assim não procedeu, imediatamente tiveram os astrônomos a certeza da existência de algum êrro. A escala de grandezas aparentes começa com as estrêlas de aparência mais brilhante, classificadas como estrêlas de primeira grandeza ou menos, e vai até a sexta grandeza, a mais fraca visível a ôlho desarmado. O telescópio permite-nos ver objetos cada vez mais fracos, especialmente no caso de ser auxiliado por longas exposições fotográficas, até que finalmente atinge um limite além do qual não consegue colhêr de um objeto luz suficiente para formar uma imagem. Para o telescópio de 100

polegadas, tal limite é a 21.ª grandeza, correspondente à luminosidade de uma vela à distância de 6.800 milhas. Ora, para a nebulosa de Andrômeda, as cefeidas do tipo aglomerado apareceriam como estrêlas da 22,4.ª grandeza, o que é demasiadamente fraco para o telescópio de 100 polegadas, de modo que quando Hubble dirigiu o telescópio para os aglomerados globulares da nebulosa de Andrômeda, há vinte anos, não esperava descobrir cefeidas de período breve. O que o surpreendeu foi a aparente fraqueza, no seu todo, dos aglomerados andromedanos.

O telescópio de 200 polegadas, contudo, é capaz de atingir a 22,4.ª grandeza. Tudo fazia crer que descobriria as cefeidas do tipo aglomerado andromedanas. Não obstante, nenhuma delas foi vista, apesar das repetidas exposições no limite permitido pelas condições ópticas. Encontraram-se alguns gigantes mais fulgentes que as cefeidas do tipo aglomerado, mas eram, uniformemente, uma grandeza e meia mais fracos do que deveriam, ao serem classificados por comparações com estrêlas semelhantes nos vizinhos aglomerados globulares da Via-láctea.

"Isso, diz Baade, sugeriu que, na nebulosa de Andromêda, poderiam ser encontradas cefeidas do tipo aglomerado na grandeza 22,4 + 1,5 =23,9, o que supera o alcance do telescópio de 200 polegadas.

Além do mais, 23,9 é a grandeza em que as estrêlas variáveis do tipo aglomerado apareceriam à distância de dois milhões de anos-luz, ou, mais precisamente, 1,964,000 anos-luz. Outra prova da maior distância era o fato de tôdas as estrêlas mais brilhantes andromedanas da População II serem uma grandeza e meia mais fracas do que a um milhão de anos-luz.

Baade, em seguida, pesquisou uma das pequenas companheiras de Andrômeda, e nessa nebulosa-miniatura, feita de

estrêlas da População II, descobriu que todos os gigantes mais fulgentes eram uma grandeza e meia mais fracos.

Foi no ano passado que se chegou à prova final da calibração das estrêlas da População II. Tratava-se de um processo oferecido por Baade, em 1948, para determinar o brilho real das variáveis do tipo aglomerado sem recorrer a métodos estatísticos. Tivera Baade a idéia de fazer dois diagramas. Em primeiro lugar, um diagrama de acôrdo com a côr e grandeza aparente das estrêlas de um determinado aglomerado globular. Depois, um diagrama correspondente de estrêlas representativas da Via-láctea, bastante vizinhas para que as suas distâncias pudessem ser medidas trigonomètricamente. Conhecidas as distâncias, seria possível determinar o brilho real dessas estrêlas vizinhas e, assim, preparar o segundo diagrama em têrmos de grandeza absoluta. Ora, as estrêlas de aglomerado são tôdas da População II e as estrêlas vizinhas da Via-láctea são da População I, e cada população descreve um diagrama perfeitamente distinto para tôdas as estrêlas, com exceção das anãs. Felizmente para a prova de Baade, as anãs das duas populações caem sôbre a mesma linha, aproximadamente, quando representadas de acôrdo com a côr e a grandeza. Assim, verificava-se a possibilidade de superpor um dos diagramas ao outro, e converter as grandezas aparentes indicadas pelo diagrama das estrêlas de aglomerado nas grandezas absolutas indicadas pelo diagrama de estrêlas vizinhas.

Sucedeu, então, andar Allan R. Sandage, doutorando em astrofísica no Instituto de Tecnologia da Califórnia, à procura de assunto para a sua tese. Sugeriu-lhe Baade que estudasse um aglomerado globular, e Sandage começou a lidar com o aglomerado globular da Via-láctea conhecido pelo nome de Messier 3. Tirou fotografias tanto com o telescópio de 100

polegadas como com o de 200, e, com as imagens de estrêlas individuais, pôs-se a fazer um diagrama estelar de Messier 3 (ver fig. 5).

Entretanto, no Observatório Lowell, no estado de Arizona, fôra feito um estudo independente das estrêlas vizinhas por Harold Johnson. Como as estrêlas estivessem na nossa vizinhança da Via-láctea, pôde Johnson representá-las pelas suas grandezas e côres absolutas, ao passo que Sandage só conseguia representar as suas estrêlas pelas grandezas e côres aparentes. Superpostas, a secção anã do diagrama de Johnson condizia bem com a secção anã de Sandage. Como era de esperar, as grandezas aparentes de tôdas as estrêlas de Sandage se convertiam imediatamente nos seus valores absolutos correspondentes. A posição das variáveis do tipo aglomerado na curva de Sandage, que se encontrava ao nível da 15.ª grandeza aparente, vinha, por tal dispositivo, a estar na grandeza absoluta zero. Ora, a grandeza absoluta zero equivale ao brilho de 100 sóis; assim, foi a grandeza absoluta atribuída às estrêlas variáveis do tipo aglomerado na curva original de período-luminosidade. Mais uma vez ficava confirmada a calibração dessas estrêlas da População II.

Outra prova foi aduzida por Olin Eggen, do Observatório de Lick, que havia, um pouco antes, realizado semelhante inspeção de estrêlas vizinhas. Também o diagrama de Eggen, uma vez superposto o de Sandage, dizia que uma estrêla variável do tipo aglomerado é igual, em luminosidade, a 100 sóis.

"O êrro, como vemos agora, está em calibrar as cefeidas da População I na mesma escala que as da População II", diz Baade. "Essas recentes determinações nos afirmam serem necessárias duas curvas. A velha curva, a curva período-luminosidade, de Shapley, do ano de 1917, permanece de pé para as cefeidas da População II. Mas para as cefeidas da

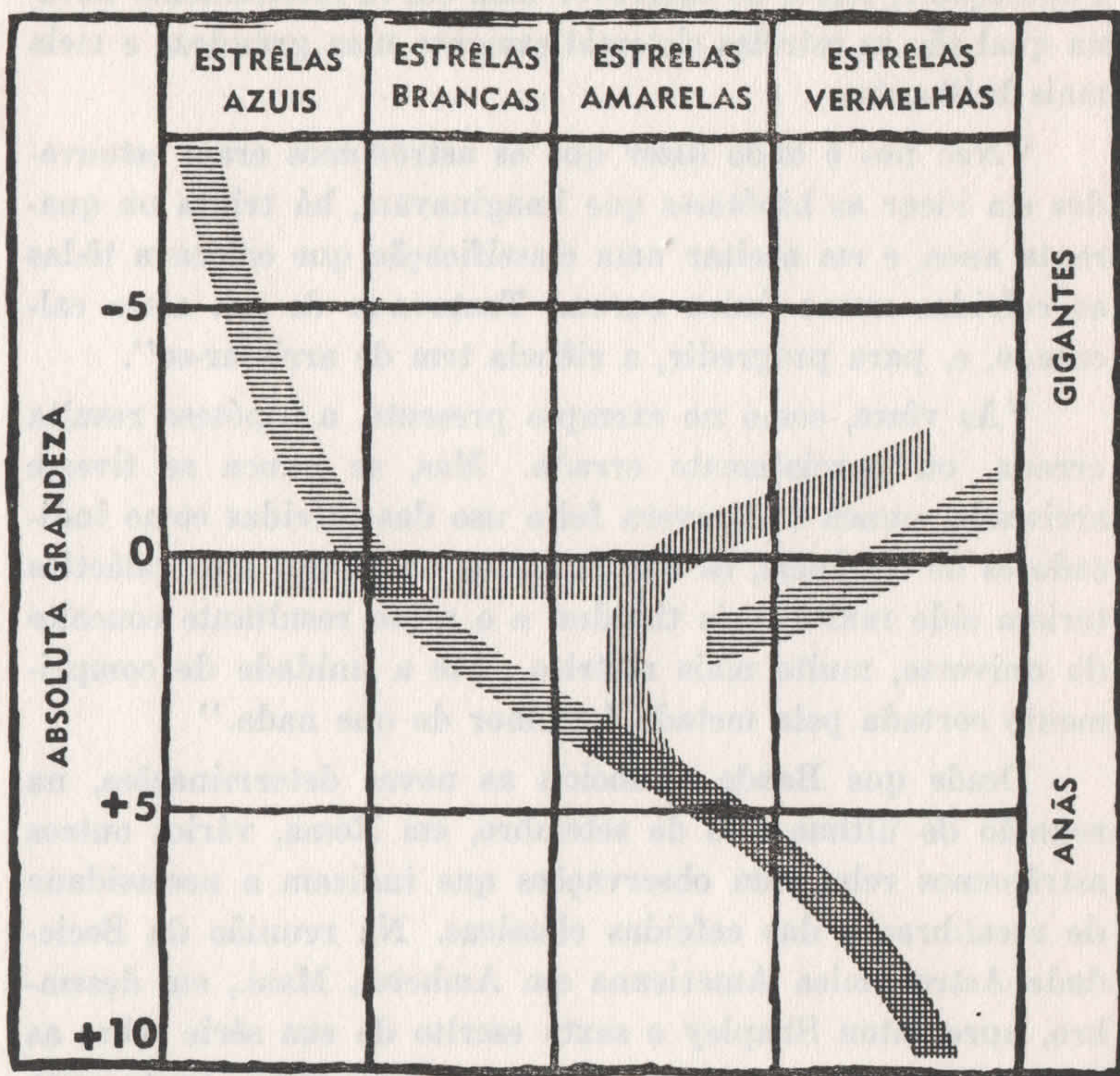



FIG. 5 — Classificam-se as estrêlas em duas "populações", I e II. Aqui, as duas populações se acham comparadas num diagrama que representa a côr das estrêlas em confronto com o seu brilho ou grandeza. A escala de grandeza se lê de baixo para cima no diagrama; as estrêlas mais brilhantes do que o padrão original ou estrêlas de primeira grandeza possuem números negativos de grandeza. As estrêlas da População I, das quais o nosso Sol é uma, são representadas numa faixa de linhas horizontais; a representação mostra que as estrêlas mais brilhantes nesta classificação são azuis. Um grupo separado de estrêlas da População I, à direita fora da seqüência principal, são conhecidas pelo nome de "gigantes vermelhos". As estrêlas mais brilhantes da População II (faixa de linhas verticais) não são tão brilhantes quanto as da População I, e têm côr vermelha. Essa diferenciação de estrêlas nos dois grupos principais é essencial para o desenvolvimento da estrutura e evolução das galáxias.

População I, temos de descrever uma curva inteiramente nova, na qual são as estrêlas sistemàticamente uma grandeza e meia mais brilhantes.

"Não nos é dado dizer que os astrônomos eram estouvados em idear as hipóteses que imaginavam, há trinta ou quarenta anos, e em aceitar uma classificação que colocava tôdas as cefeidas numa única curva. Tratava-se de um risco calculado, e, para progredir, a ciência tem de arriscar-se".

"Às vêzes, como no exemplo presente, a hipótese resulta errada, ou parcialmente errada. Mas, se nunca se tivesse arriscado, nunca se houvera feito uso das cefeidas como indicadores de distância, os nossos passos no espaço intergaláctico teriam sido muito mais tímidos. e o nosso resultante conceito do universo, muito mais restrito. Até a unidade de comprimento cortada pela metade é melhor do que nada."

Desde que Baade anunciou as novas determinações, na reunião do último mês de setembro, em Roma, vários outros astrônomos relataram observações que indicam a necessidade de recalibração das cefeidas clássicas. Na reunião da Sociedade Astronômica Americana em Amherst, Mass., em dezembro, apresentou Shapley o sexto escrito da sua série sôbre as Nuvens Magalânicas. Nêle, deu novas estimativas tanto para os tamanhos como para as distâncias dêsses sistemas estelares externos. Ampliou a distância avaliada das Nuvens a 150.000 anos-luz e os seus tamanhos a um diâmetro de 30.000 anos-luz para a Grande Nuvem e 20.000 para a Pequena.

Outro estudioso da Nuvem Magalânica é A. D. Thackeray, do observatório Radcliffe em Pretória, África do Sul. Na reunião de setembro em Roma, em seguida à notificação de Baade, relatou Thackeray o estudo de um aglomerado globular da Pequena Nuvem no qual verificou que as cefeidas do tipo aglomerado eram mais fracas uma grandeza e meia do que se

esperava na velha proporção, reclamando, dessarte, uma grande distância. Desde aí, Thackeray e o seu companheiro, A. J. Wesselink, estenderam as medidas a variáveis de período breve em dois aglomerados globulares da Grande Nuvem, e na revista *Nature* de 18 de abril, apresentam a sua estimativa preliminar da distância das Nuvens, isto é, quase o dôbro do valor aceito até então.

Antes de considerarmos o efeito de tais comprovações no comportamento das nebulosas externas, é mister dizer uma palavra acêrca dos seus efeitos nas próprias cefeidas. Descrevemos as cefeidas como gigantes que pulsam, mas o mecanismo interno que produz e regula as suas variações de relógio há muito que constitui um mistério. O falecido Sir Arthur Eddington foi a grande autoridade em matéria de constituição interna de estrêlas. Foi êle que desenvolveu a lei da massa-luminosidade, pela qual se pode interpretar, a partir da luminosidade e da massa de uma estrêla, a natureza e o comportamento dela.

"De acôrdo com a teoria de Eddington, explica Martin Schwarzschild, do observatório de Princeton, a velocidade da pulsação estelar depende da densidade da estrêla, mas no caso das cefeidas, e particularmente no caso das cefeidas de período longo, eram demasiadamente densas as estrêlas para pulsarem com a velocidade com a qual o faziam. Não podíamos simplesmente chegar a parte alguma com o problema, sem o abandono de princípios bem estabelecidos que obravam satisfatòriamente para outras estrêlas. Tornara-se terrìvelmente frustradora a situação."

"Como se podia conhecer a densidade dessas estrêlas?"

"Partimos com o período de variação, diz Schwarzschild, o que nos dava a luminosidade, ou pelo menos esperávamos que desse. Da luminosidade computamos a massa, aplicando

a lei da massa-luminosidade de Eddington. A densidade é a massa por unidade de volume, e, se pudermos determinar o diâmetro da estrêla, poderemos avaliar-lhe o volume. O diâmetro pode ser calculado com a luminosidade e a temperatura da superfície. Trata-se, pois, de uma série de degraus, cada um apoiado sôbre os precedentes. Determinamos as massas e os volumes, e dêles derivamos densidades. Em seguida, comparamos a densidade aos períodos observados de variação, isto é, de pulsação. Essa relação entre densidades e períodos não concordava com a teoria. Era de desanimar.

"Agora, porém, com o descobrimento de Baade de que as cefeidas de período longo são mais brilhantes, todo o aspecto da teoria das cefeidas mudou. Maiores luminosidades significam gases mais difundidos, que é o que a teoria exige. Já podemos recalcular as densidades e chegar a uma nova relação período-densidade. Parece que os novos valores hão de concordar bastante com as exigências teóricas."

Vinte milhões de anos-luz constituem, mais ou menos, o limite da possibilidade de o telescópio de 200 polegadas resolver uma nebulosa em estrêlas individuais, o que significa, naturalmente, que é o limite de utilidade das cefeidas como velas-padrão. De que maneira, pois, conseguem os astrônomos ir mais longe e medir as distâncias de centenas e milhares de milhões de anos-luz?

A primeira tarefa consistiu em determinar as dimensões das nebulosas vizinhas, aquelas em que podem ser descobertas as cefeidas, ou outras estrêlas gigantes familiares. Dentro de um raio de 20 milhões de anos-luz, partindo da terra, existem centenas de galáxias, de vários tamanhos e luminosidades. Algumas têm um diâmetro de até 75.000 anos-luz, outras ape-

nas de 1.500, e, entre êsses dois extremos, há diferentes tamanhos. Medindo a distância de cada uma e calculando, pelo brilho aparente, a luminosidade absoluta, consegue o astrônomo descobrir um meio e chegar ao brilho médio de uma espiral. Em exames anteriores, antes de indicada a nova calibração, a galáxia média tinha a luminosidade de aproximadamente 100.000 milhões de sóis.

Essa galáxia média passou, então, a ser a medida unitária. Quando o telescópio atinge nebulosas que não podemos ver como estrêlas separadas e sim apenas como flocos de luminosidade, apreciam-se-lhes aproximadamente as distâncias pelo cálculo da distância a que deveria estar uma galáxia média para ter aquela débil luminosidade. No caso de aglomerados de nebulosas, aplica-se a análise estatística. Observando a proporção entre grandes e pequenas espirais, em nossa vizinhança, deduz o astrônomo ser semelhante distribuição provável no caso de vizinhanças mais afastadas.

As próprias galáxias servem, assim, de velas-padrão, quando se dá o caso de multidões de nebulosas disseminadas através de uma ampla faixa de distâncias. Contudo, visto que a calibração da galáxia como indicador de distância se fundamenta na calibração de cefeidas e outras estrêlas individuais, as novas determinações interessam tanto às estrêlas como às galáxias. Pelo novo cálculo, a galáxia média deveria aproximar-se do brilho de 400.000 milhões de sóis.

A nova calibração, além de influir no espaço, influi no tempo. E isso porque a idade do universo se calcula mediante a velocidade com que as galáxias regridem, movimento quase unânime, para fora, das nebulosas, como se estivessem fugindo da nossa parte dos céus. Naturalmente, o que proporciona a medida do movimento delas é o conhecido deslocamento ver-

melho das linhas espetrais na luz oriunda dêsses corpos exteriores.

Hubble, que dedicou os últimos vinte anos de vida a um estudo intensivo de tal prova, verificou que, quanto mais distante a nebulosa, tanto maior o deslocamento da sua luz para o vermelho, e, portanto, maior a sua velocidade de regressão. Comprovou-se que as nebulosas a uma distância de 6 milhões de anos-luz regrediam a cêrca de 700 milhas por segundo; as situadas a uma distância de 45 milhões de anos-luz regrediam a 4.200 milhas por segundo, e as situadas a 135.000 milhões de anos-luz, a 15.000. Havia, pois, um acréscimo de aproximadamente 100 milhas por segundo por acréscimo de um milhão de anos-luz. Chamou Hubble a essa relação entre a velocidade e a distância "lei dos deslocamentos vermelhos". E a lei se manteve com notável consistência até para os mais afastados objetos cujo espetro foi possível obter, um grupo de nebulosas à provável distância de 360 milhões de anos-luz, para as quais o deslocamento vermelho indicou uma velocidade de 38.000 milhas por segundo.

Mas se, como parece agora, tôdas essas distâncias devem ser dobradas, a razão entre a velocidade e a distância terá de ser dividida por dois. Isto é, em vez de a velocidade aumentar à razão de aproximadamente 100 milhas por segundo por milhão de anos-luz de distância, a razão de acréscimo deve ser de apenas 50 milhas por segundo. Nessa base, foi necessário um tempo duas vêzes maior do que se supunha anteriormente para que as nebulosas regredissem às posições atualmente ocupadas.

Numa entrevista, pouco antes que a morte o colhesse, explicou Hubble o seu modo de ver no tocante à situação: "A lei dos deslocamentos vermelhos foi estabelecida por medidas das linhas espetrais até os atuais limites de observa-

ção, linhas que correspondem a velocidade de, aproximadamente, 38.000 milhas por segundo, ou um pouco mais de um quinto da velocidade da luz. Se a lei continuar a ser aplicável a objetos além dos limites das nossas atuais observações, a idade do universo, pela velha escala de distâncias, será de, aproximadamente, 1.780 milhões de anos. Pela nova escala, será o dôbro, ou cêrca de 3.500 milhões de anos.''

Tais especulações nos conduzem aos umbrosos confins do desconhecido. Foi aqui que Hubble se apressou em aconselhar cautela. Notara êle que os dados recebidos dos espetros mais remotamente fotografados indicavam a possível tendência de se voltarem para a direção que se poderia esperar que tomariam no caso de estar diminuindo a expansão do universo. A não ser que essa indicação fique desaprovada, à medida que se forem acumulando outros precisos registros fotométricos, a idade máxima do universo cairá sensìvelmente abaixo da estimativa revista de 3.500 milhões de anos-luz. ''A escala de tempo é ainda um característico incerto e perturbador'', disse êle, ''a não ser que sejamos levados pela idéia de uma rápida evolução, de tal espécie que as nebulosas pareçam sistemàticamente mais brilhantes, quanto mais afastadas, mais brilhantes por serem mais novas quando a luz as deixou na sua jornada até nós.''

''Creio, concluiu Hubble, que podemos determinar, por meio de observações, se os deslocamentos vermelhos significam, ou não, expansão e a isso considero plano extremamente importante, porque mesmo a aumentada ''idade do universo'' não é maior que as estimativas correntes da idade das rochas na crosta da terra. As chaves essenciais da natureza do universo são: primeiro, a lei dos deslocamentos vermelhos e segundo, a distribuição da matéria através do espaço, o que implica na contagem das nebulosas, na função luminosidade e

nas massas. A lei dos deslocamentos vermelhos será posta em base definitiva daqui a um ano, ou dois. Mas a distribuição da matéria exigirá, para a sua solução final, cinco a dez anos. Entretanto, não é prudente ser dogmático; pelo contrário, é prudente distinguir com cuidado entre assuntos de conversação e assuntos de dissertação.''

PARTE 2

FORMA E DINÂMICA DO ESPAÇO

I. CURVATURA DO ESPAÇO

por Philippe Le Corbeiller

Nascido em Paris, Philippe Le Corbeiller é produto da École Polytechnique, escola militar de onde saíram alguns dos primeiros matemáticos da França, e doutorou-se em matemática pela Sorbona. Durante a carreira de engenheiro de comunicações a serviço do Govêrno Francês, nas décadas de 1920 a 1940, abrigou esperanças de ordem totalmente diversa. Em 1938, demitiu-se do emprêgo e licenciou-se em filosofia. Com tal credencial, e a espôsa nascida em Chicago, que êle conhecera numa missão do govêrno aos Estados Unidos, para cá veio, entrando na faculdade da Universidade de Harvard, onde é professor de física aplicada e cultura geral, fazendo cursos de orientação em ciências físicas para universitários e exercitando formados em física aplicada.

II. TURBULÊNCIA NO ESPAÇO

por George Gamow

O leitor já conhece George Gamow pela nota biográfica que aparece na página 1. Aqui, poderemos acrescentar que Gamow, como inúmeros outros físicos teóricos desta geração, teve uma carreira simultânea em física aplicada. Com Hans Bethe e Edward Teller, é autor de importantes contribuições para a feliz engenharia das reações termonucleares da bomba de hidrogênio. Até em Los Alamos, todavia onde é consultor, consegue prosseguir nos seus estudos de maior interêsse; recentemente, pôs a trabalhar a maior máquina de calcular do laboratorio na aritmética implicada

na sua noção de que as equações da teoria de informação talvez pudessem ajudar a predizer a seqüência dos amino-ácidos na estrutura das proteínas.

III. ELETRICIDADE NO ESPAÇO

por **Hannes Alfvén**

Hannes Alfvén é um contribuidor original à poderosa nova disciplina de magneto-hidrodinâmica, para a qual traz uma série de trabalhos nos mais variados e relacionados campos, como por exemplo os raios cósmicos, a eletrônica fundamental, as auroras, o magnetismo da terra, as manchas solares e o projeto de tubos eletrônicos. Nasceu em 1908, em Norrkoeting. É sueco, e foi educado na Universidade de Upsala. Desde 1940 é professor no Instituto Real de Tecnologia, em Estocolmo.

CURVATURA DO ESPAÇO

por Philippe Le Corbeiller

Na primavera de 1854, um jovem matemático alemão, chamado Bernhard Riemann, preocupava-se bastante com o seu futuro e com uma experiência que se lhe antolhava imediatamente. Já contava vinte e oito anos de idade, e ainda nada ganhava, vivendo parcamente com alguns táleres enviados todos os meses pelo pai, ministro protestante numa cidadezinha do Hanover. Modestamente, escreveu ao pai e ao irmão, comunicando-lhes que os mais famosos professôres de Universidade, em Berlim e em Goettingen, tinham sido extraordinàriamente bondosos com êle. Recebera o grau de doutor e, para lograr uma nomeação de lente (sem salário) tinha de proferir uma aula satisfatória perante tôda a Faculdade de Filosofia de Goettingen. Oferecera três assuntos. ''Os dois primeiros, tenho-os bem preparados'', escreveu ao irmão, ''mas Gauss escolheu o terceiro, e agora me sinto embaraçado.''

Karl Friedrich Gauss era o deão dos matemáticos alemães e glória da sua Universidade. No quadro do céu, de Bernhard, a cadeira professoral de Gauss não ficava muito afastada do trono do Senhor (ainda hoje é essa a opinião em Goettingen). O assunto escolhido por Gauss para a aula de Riemann era ''Das hipóteses que constituem fundamentos da Geometria''. Gauss nada publicara, exceto algumas observações críticas sôbre a matéria, mas escolheu-o, de preferência aos outros dois propostos por Riemann, por desejar saber o que iria

dizer o jovem sôbre um assunto profundo e novo, assunto em que o próprio Gauss havia meditado bastante e para o qual fizera uma grande contribuição, apesar de ainda não bastante apreciada.

O dia determinado para a aula pública de Riemann foi o sábado, 10 de junho de 1854. A maioria dos ouvintes eram clássicos, historiadores, filósofos, tudo, menos matemáticos. Decidira Riemann que iria discursar sôbre a curvatura de espaços n-dimensionais, sem escrever qualquer equação. Tratava-se de um gesto cortês da sua parte, ou de um suave plano maquiavélico? Nunca o saberemos. O que é certo é que, sem equações, muito bem o compreendeu Gauss, pois, ao regressar para casa, após a aula, manifestou ao colega Wilhelm Weber, com irrefreável entusiasmo, tôda a grande admiração pelas idéias apresentadas por Riemann.

Justificava-se o entusiasmo de Gauss. O jovem havia penetrado um campo de pensamento tão novo que sòmente alguns cientistas o podiam acompanhar. Contudo, as suas idéias abstratas iriam estabelecer contacto com a realidade experimental meio século mais tarde, através da obra de Alberto Einstein, o qual verificou que as especulações de Riemann se aplicavam diretamente ao problema da interação entre a luz e a gravitação, e faziam destas a base da sua Teoria da Relatividade Generalizada, que hoje dirige a nossa visão do universo.

Voltemos, pois, cem anos e travemos conhecimento com as idéias que Riemann tornou públicas naquele dia de junho de 1854. Antes, porém, mister nos é percorrer algumas noções elementares.

Não há quem desconheça os elementos da geometria plana. A linha reta é o caminho mais curto entre dois pontos; as

paralelas jamais se encontram; a soma dos três ângulos internos de um triângulo é igual a dois ângulos retos, ou 180 graus, e assim por diante. Familiar é também a geometria de figuras traçadas na superfície de uma esfera, as quais obedecem a regras um tanto diferentes. O caminho mais curto entre dois pontos, na esfera, é o chamado "grande círculo", que é a curva feita por um corte entre os pontos e o centro da esfera, dividindo-se a esfera em duas partes iguais. Dois grandes círculos sempre se encontram em dois pontos; por exemplo, quaisquer dos meridianos da terra sempre se encontram no pólo norte e no pólo sul. Quando os segmentos de três círculos máximos (por exemplo, um quarto do equador da terra e as metades setentrionais de dois meridianos) se intersectam para formar um "Triângulo esférico", os três ângulos de 90 graus dão como soma 270 graus, ou três ângulos retos. A diferença entre êsse triângulo e outro no plano se origina do fato de serem os lados do primeiro traçados numa superfície curva e não no plano.

Como sabemos que é plana a superfície de uma mesa e esférica a da terra? Tôdas as civilizações primitivas imaginavam que a terra era um disco plano, com montanhas distribuídas sôbre êle como o alimento sôbre a mesa de um soberano. Não podendo ir à lua para observarem a terra, não conseguiam os homens ver-lhe o verdadeiro formato. Nesse caso, como lograram os astrônomos gregos chegar à conclusão de que era redonda a terra? Pela simples observação de que a estrêla polar era mais alta no céu da Grécia do que no Egito. Assim, é evidente que nos é dado reconhecer que uma esfera é redonda, ou pela sua observação a distância, ou, se nela nos encontramos, pela observação dos objetos distantes.

O homem podia também descobrir, e realmente descobriu, que a terra era redonda, por dois caminhos inteiramente di-

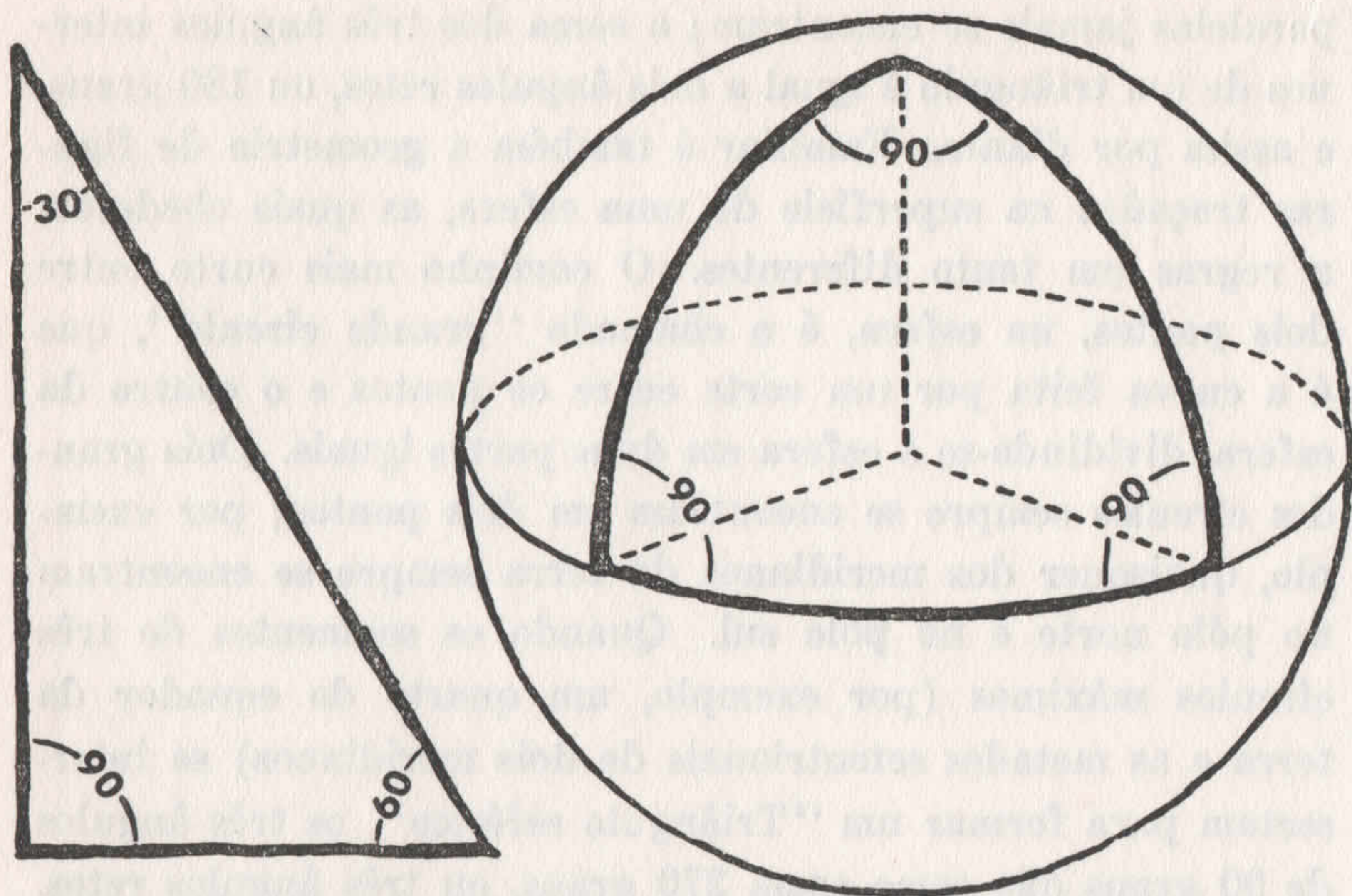



FIG. 6 — Os triângulos traçados no plano e na esfera obedecem a regras um tanto diferentes. No plano, a soma dos ângulos de um triângulo é sempre igual a 180 graus. A intersecção de três círculos máximos na superfície de uma esfera forma três ângulos cuja soma é 270 graus.

versos. Um dêles foi a circunavegação da terra. Verificou então que, enquanto a superfície da terra não tinha "extremidade", não tinha limites, era não obstante limitada a sua superfície. Trata-se de um fato notável: a superfície da terra não tem confins e, entretanto, é finita. Evidentemente, tal situação elimina a possibilidade de ser a terra um plano. A superfície do plano além de ilimitada é infinita. (Em linguagem comum, consideramos essas duas palavras estritamente sinonímicas, sendo êsse um dos inúmeros exemplos que provam não ter ainda conseguido apoderar-se da nossa consciência a esfericidade do mundo.)

Dêsse modo, a humanidade teria descoberto a esfericidade da terra, mesmo que ela estivesse constantemente coberta

por um manto de densas nuvens. Suponhamos, contudo, que não tivesse tido a possibilidade de explorar o planêta inteiro. Sempre haveria outro meio de provar que vivia num globo, e é precisamente a geometria esférica de que estivemos falando. Se observarmos um pequeno triângulo na superfície da terra, digamos um triângulo de lados com 30 pés de comprimento, não será possível distingui-lo de um triângulo plano; a soma dos seus três ângulos excede 180 graus em quantidade tão pequena que se não pode medir. Entretanto, se considerarmos, na superfície esférica da terra, triângulos cada vez maiores, a curvatura dêles se tornará cada vez mais significativa, e se manifestará no excesso da soma dos seus ângulos, superior a 180 graus. Assim, desenvolvendo métodos cada vez mais precisos de observação e de cartografia, puderam os homens provar a esfericidade da terra e, através das suas medidas, lograram achar o raio terrestre. Voltaremos daqui a pouco ao assunto.

Há inúmeros tipos de superfície além da do plano e da esfera. Consideremos um ôvo, que possui uma extremidade maior e outra menor. Um pedaço redondo da casca tirado da extremidade maior parece recortado de uma esfera; um pedaço redondo da extremidade menor parece ter pertencido a uma esfera de raio menor que a primeira. O pedaço da extremidade menor parece mais recurvado que o da extremidade maior. Os geômetras definem a curvatura da esfera como inverso do quadrado do seu raio. Logo, quanto menor o raio, tanto maior a curvatura, e vice-versa.

Se examinarmos um pedaço de casca retirado da zona média do ôvo, poderemos definir-lhe a curvatura? É coisa um pouco difícil, porque êsse pedaço não se identifica a uma parte de simples esfera. O problema foi assim resolvido: suponha-se que colocamos o pedaço, que tem formato oval

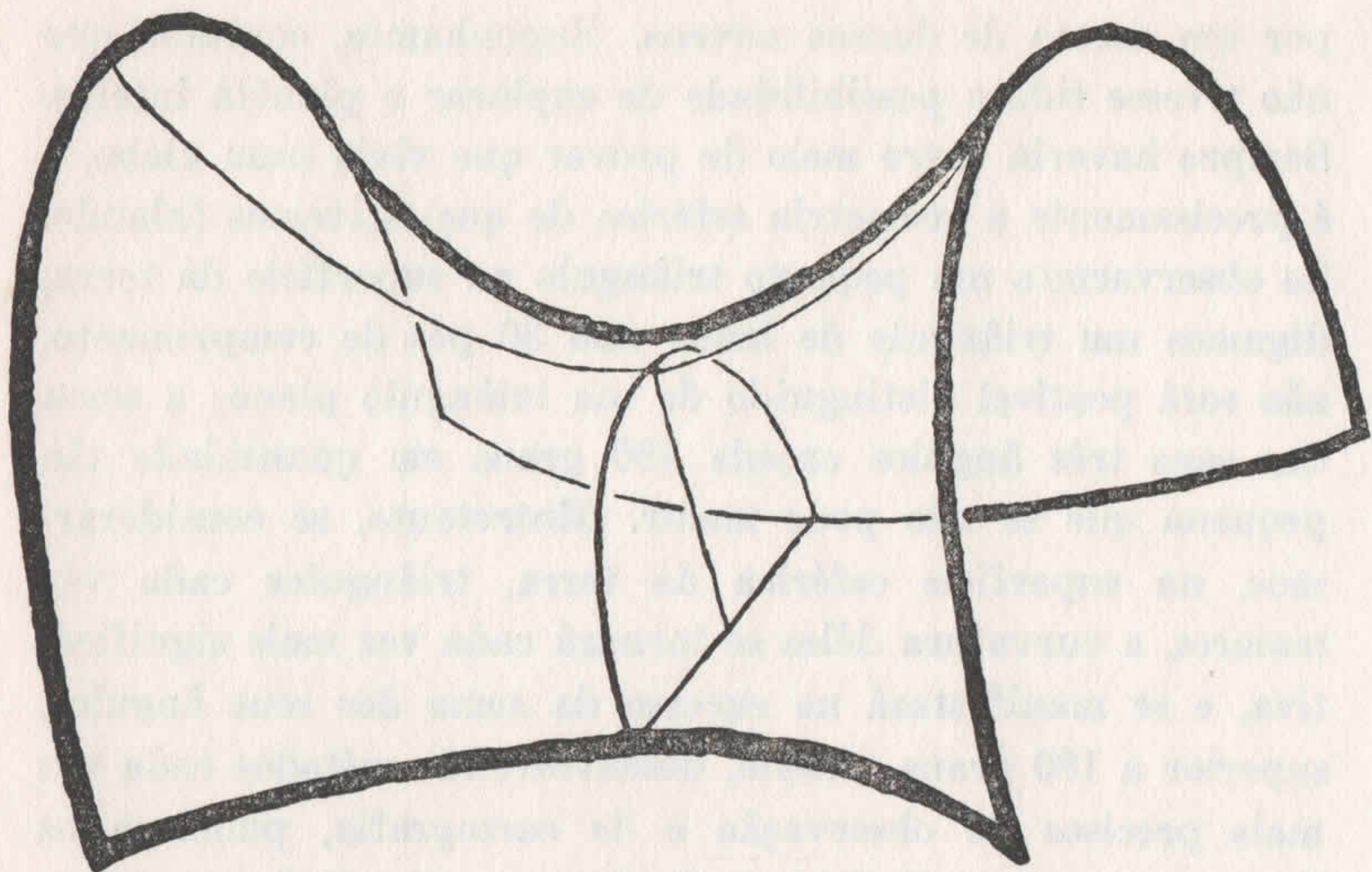



FIG. 7 — Uma sela seccionada no sentido do comprimento forma curvas que se abrem para cima, ao passo que as secções transversais se curvam para baixo, com raios menores. Diz-se que a sela tem curvatura negativa.

mais ou menos alongado, sôbre a mesa. Constituirá uma cúpula algo achatada. Qualquer secção vertical da cúpula será uma curva côncava, para baixo. Qualquer secção vertical parecerá aproximadamente uma parte de círculo, mas nem tôdas terão o mesmo raio. A secção através da parte mais estreita da base possuirá o menor raio; a secção através da parte alongada possuirá o maior. Chamemos ao primeiro raio R_1 e ao segundo R_2. Os geômetras tomam uma espécie de média, e definem a curvatura dessa pequena parte da casca de ôvo como inverso do produto R_1R_2. É fácil ver que se a casca de ôvo fôsse uma esfera perfeita, voltaríamos à definição anterior.

Fundamentados em tais definições, verificamos que a curvatura de um pequeno pedaço de casca de ôvo varia, à

medida que percorremos a superfície do ôvo. Não daria sentido falar da curvatura do ôvo inteiro; só podemos falar da curvatura de um pequeno pedaço.

Consideremos, agora, a superfície de uma sela. A secção vertical cortada através da sela forma uma curva côncava para baixo, ao passo que a secção vertical no sentido longitudinal forma uma curva côncava para cima, o que torna até um pequenino pedaço da superfície da sela coisa radicalmente diversa de um pequeno pedaço de casca de ôvo. Dizem os geômetras que a casca de ôvo possui, por tôda parte, curvatura positiva, e a sela, por tôda parte, curvatura negativa. A curvatura de uma pequena parte de superfície em formato de sela pode ser definida como inverso do produto R_1R_2, mas desta vez tem de receber um sinal negativo.

Há outra coisa mais. Consideremos uma rosquinha. Se compararmos a metade interior da superfície (em frente do centro do orifício da rosquinha) à metade exterior, reconheceremos que qualquer partezinha da metade exterior tem curvatura positiva, ao passo que qualquer partezinha da metade inferior tem curvatura negativa, como no caso da sela. Portanto, não pensemos que a curvatura tem de ser positiva ou negativa em tôda uma superfície dada; à medida que percorremos, de ponto a ponto, a superfície, a curvatura pode não sòmente tornar-se maior ou menor, como também pode mudar de sinal.

Lembremo-nos de que nos empenhamos em ter uma visão por alto do que se sabia da curvatura de superfície antes de Riemann. O que até agora se nos deparou foi reconhecido, no século dezoito, por Leonhard Euler, matemático suíço de grande imaginação e fertilidade, e desenvolvido por um grupo de geômetras franceses da École Polytechnique. Em 1827, Gauss, examinador principal de Riemann, acrescentou ao as-

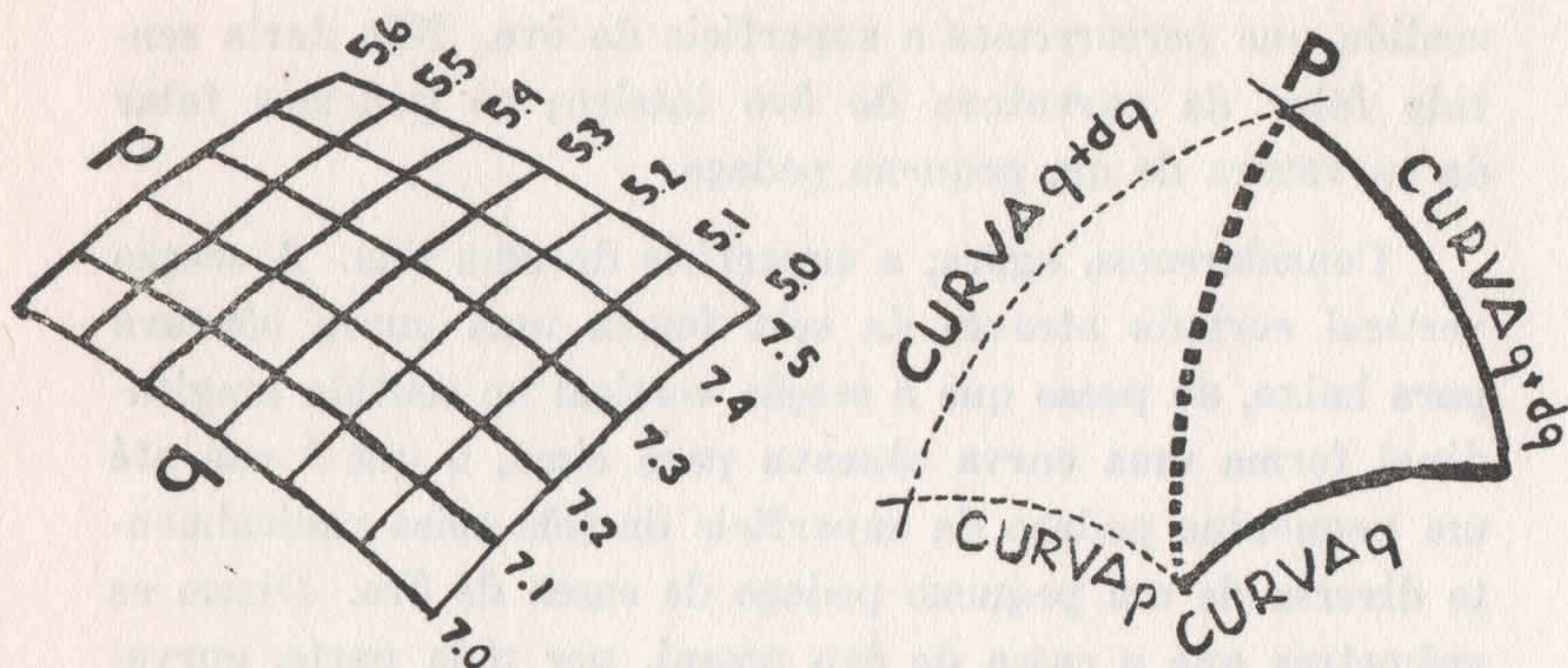



FIG. 8 — Êstes dois diagramas ilustram o esquema da generalização feita por Gauss do problema de estabelecer pontos no espaço. A localização de um ponto, em qualquer superfície matemàticamente dada, pode ser especificada mediante uma coordenada de uma família de curvas p e outra de uma família de curvas intersectadoras q, como se vê à esquerda. A distância de um ponto P a um ponto M, numa superfície de qualquer curvatura, como se vê à direita, não pode ser determinada pela regra pitagórica. Gauss determinou a distância como função, tanto das coordenadas localizadoras dos pontos, como das expressões para a variação da curvatura da superfície.

sunto grande parte de generalidade e precisão, publicando uma memória sôbre superfícies curvas, tão perfeita que até hoje se pode usar nos cursos universitários.

Partiu Gauss do fato de os geógrafos especificarem a localização de uma cidade do globo terrestre, dando a sua longitude e latitude. Traçam meridianos de longitude (como o que une todos os pontos do globo a 85 graus a oeste do círculo máximo que passa pelo pólo do norte, pelo pólo do sul, e por Greenwich) e paralelos de latitude. Podemos falar da ''família'' de meridianos e da ''família'' de paralelos. A fim de especificar a localização de um ponto em qualquer superfície matemàticamente dada, imaginou Gauss o traçado, na superfície, de duas famílias de curvas, chamadas curvas p e

curvas q. Tomam-se as precauções oportunas para que cada ponto da superfície seja marcado, se lhe especificarmos a coordenada q e a coordenada q.

O grande mérito de Gauss foi êste. Numa superfície absolutamente plana, se percorrermos três milhas numa direção, e em seguida dobrarmos para a esquerda e percorrermos quatro milhas na direção perpendicular, saberemos, pelo teorema de Pitágoras, que estaremos a cinco milhas do ponto de partida. Gauss, porém, raciocinou que numa superfície curva, ôvo, sela ou qualquer outra coisa, a distância será diferente. Para início de discussão, as curvas p e as curvas q, não se cortarão, em qualquer parte, em ângulo reto, o que acrescenta um terceiro têrmo à soma dos dois quadrados na equação pitagórica $a^2 + b^2 = c^2$. Além disso, se encararmos as duas famílias de curvas como espécie de rêde bem ajustada à superfície, os ângulos mudarão lentamente à medida que formos de uma região a outra de curvatura diversa.

Exprimiu Gauss o seu arrazoado numa famosa equação matemática. Uma curva p e uma curva q passam por um ponto dado M numa superfície curva. A "quase longitude" *p* e a "quase latitude" *q* do ponto *M* possuem valóres numéricos específicos. Queremos ir do ponto *M* a um ponto vizinho *P* da superfície. Em primeiro lugar, aumentamos o valor de *p* em pequena quantidade, deixando que *q* continue o mesmo. Gauss empregou o símbolo *dp* para um acréscimo arbitràriamente pequeno de *p*. Chegamos, assim, a um ponto *N*, de longitude p + dp e latitude *q*. Depois, aumentamos o valor de *q* em pequena quantidade *dq*, deixando que p + dp permaneça o mesmo. Chegamos, dessarte, a um ponto *P*, de longitude p + dp e latitude q + dp. Desejamos saber a distância do ponto *M* ao ponto *P*γ. Visto que tal distância é arbitràriamente pequena, valeu-se Gauss do símbolo *ds* para repre-

sentá-la. Na notação de Gauss, o quadrado da distância *ds* será expresso pela soma de três têrmos:

$$ds^2 = E\,dp^2 + 2F\,dp\,dq + G\,dq^2$$

Essa equação é um dos pontos fortes de tôda a matemática e física, o tôpo de uma montanha no qual exclamaríamos, atônitos, como Fausto repentinamente percebendo o símbolo do macrocosmo: "Terá sido um deus que escreveu êstes sinais?" Eram precisos apenas dois passos, um dado por Riemann, o outro por Einstein, para levar-nos da equação de Gauss ao país da relatividade generalizada.

Em qualquer ponto M, na nossa superfície arbitrária, essa equação não difere de um teorema de Euclides sôbre o quadrado do terceiro lado, *ds*, de qualquer triângulo, sendo os dois primeiros *dp, dq.* Isso se dá, porque na imediata proximidade de um ponto a superfície é muito aproximadamente plana. Mas aqui está a novidade: Gauss introduziu as funções *E, F* e *G,* cujos valores numéricos mudam contìnuamente, à medida que nos movemos de ponto a ponto, na superfície. Viu Gauss que cada uma das quantidades *E, F, G* era função das duas quantidades arbitrárias *p* e *q,* a quase longitude e a quase latitude do ponto *M.* No plano, podemos traçar linhas p e linhas q que dividem o plano em pequenos quadrados iguais, como se verifica no tabuleiro de xadrez; temos, então, $ds^2 = dp^2 + dq^2$, de modo que E é constantemente igual a 1, F a zero e G a 1 em todo o plano. Mas numa superfície curva E, F e G variam de uma maneira que exprime, de modo abstrato mas preciso, as variações de curvatura de uma superfície que fazem cada ponto diferente de qualquer outro.

Gauss demonstrou êste notável teorema: que a curvatura da superfície, em qualquer ponto, pode ser achada, mal se saibam os valores de *E, F* e *G* no ponto, e como variam na imediata proximidade dêle. Por que é tão notável êsse teorema? Porque, se regressarmos à nossa suposta humanidade a viver num globo coberto de nuvens, desta vez não esférico mas de formato arbitrário, os observadores de qualquer determinada nação dêsse globo, conhecendo o teorema, poderão obter tôdas as informações sôbre *E, F* e *G,* sem ver as estrêlas e sem ir à lua. Assim, de medidas tomadas na própria superfície serão capazes de calcular a curvatura do seu globo em vários pontos e descobrir se a superfície do seu país é curva, como parte de um ôvo, sela ou rosquinha, segundo o caso.

Dentre todos os ridículos e inúteis enigmas que os cientistas gostam de decifrar, é êste, sem dúvida, o que ocupa o primeiro lugar. Por que deveriam os matemáticos achar importante descrever o comportamento de um povo imaginário num mundo inexistente? Por uma ótima razão: *êsse povo somos nós.* Bastará uma pequena explicação para que os leitores se certifiquem de que estive falando dêles e de mim.

Imaginemos pedacinhos de papel de vários formatos irregulares sôbre uma grande esfera lisa. São vivos e movem-se; constituem o povo dêsse mundo; contudo o corpo dêles não é um volume encerrado por superfícies, mas uma superfície encerrada por curvas. Essa gente, possuindo corpo inteiramente plano, sem espessura, é incapaz de conceber o espaço acima ou abaixo. São apenas partes de superfícies, sêres de duas dimensões, e possuem sentidos adequados a informá-los acêrca do ambiente, no seu mundo de duas dimensões. Não têm a menor experiência de qualquer coisa fora do mundo e não podem, por conseguinte, conceber uma terceira dimensão.

São inteligentes, contudo, e descobriram a matemática e a física. A sua geometria consiste em duas partes, geometria da linha e geometria do plano. Em física, ilustram problemas de uma variável por diagramas numa linha; e problemas de duas variáveis por meio de diagramas de superfície. Resolvem pela álgebra os problemas de três, quatro, ou mais variáveis. "É uma pena, dizem, não contarmos para êsses com o auxílio de diagramas."

Na primeira metade do século dezenove (o *seu* século dezenove), uma idéia brotou em vários dêles. "Não podemos imaginar uma terceira dimensão, mas lidamos com problemas físicos de três variáveis, x, y, z. Por que não haveremos de *falar* de um espaço de três dimensões? Mesmo que o não possamos visualizar, será útil falarmos de pontos, linhas e superfícies de tal espaço. Talvez venha daí alguma coisa; seja como fôr, não custa experimentar." E experimentaram.

Não precisamos continuar com a história, cujo significado nos é bastante claro. Somos exatamente como essa gente, com uma única diferença: o nosso corpo tem três dimensões e se move num mundo de três dimensões. Nem você nem eu podemos visualizar uma quarta dimensão e, contudo, lidamos com problemas sôbre o movimento de uma partícula no espaço, e tal problema é de quatro variáveis x, y, z no espaço, e t no tempo. Lidamos também com problemas de campos eletromagnéticos. Pois bem, o vetor E do campo elétrico em qualquer ponto (x, y, z) tem três projeções, E_x, E_y, E_z, e muda no espaço e no tempo; isso perfaz sete variáveis. Acrescentemos mais três para o irmão gêmeo, o campo magnético B, e dispomos de dez. É como se o físico matemático pudesse usar espaços de quatro, de dez, de qualquer número de dimensões.

Na sua dissertação, assumiu Riemann, de início, um espaço de número arbitrário de dimensões. Um geômetra menos

ilustre teria achado muito simples definir a distância entre dois pontos vizinhos em tal espaço. Não sabemos, pelo teorerema de Pitágoras, que no plano e quadrado de tal distância, ds^2, é igual à soma de dois quadrados: $ds^2 = dx^2 + dy^2$? Evidentemente, pois, no espaço n dimensional ds^2 deve ser a soma de n quadrados, a soma de todos os têrmos semelhantes a dx^2 que nos é dado encontrar. A letra grega maiúscula Σ é um símbolo conveniente para a expressão "soma de todos os têrmos semelhantes a". Logo, um geômetra ingênuo houvera escrito $ds^2 = \Sigma\, dx^2$. Riemann, porém, viu mais longe. Refletira bastante na memória de 1827 de seu mestre Gauss. Percebeu, portanto, que se assumisse $ds^2 + \Sigma\, dx^2$, seria derrotado logo de início, uma vez que o teorema de Pitágoras só é válido no plano dividido em quadradinhos pequenos, como os de um tabuleiro de xadrez. Na realidade o que precisamos generalizar é a equação de Gauss, que vale para qualquer superfície curva, incluindo o plano como caso especialíssimo. Gauss havia acrescentado duas coisas à fórmula de Pitágoras: 1) aos quadrados de *dp* e *dq* havia acrescentado o produto dp dq dessas duas quantidades; 2) multiplicara cada um dêsses três têrmos por um coeficiente próprio, e admitira que os coeficientes, *E, F, G,* variavam de ponto a ponto, sôbre a superfície.

Façamos, pois, a mesma coisa, para uma "super-superfície" de três dimensões, seja ela qual fôr. Estenderemos sôbre tal super-superfície três famílias de superfícies *p, q, r* ou, como são mais convenientemente designadas, x_1 x_2, x_3. O quadrado da distância entre dois pontos vizinhos, ds^2, não deve ser feito apenas dos quadrados de dx_1, dx_2, dx_3, mas também dos seus produtos dois a dois, e há três dêsses produtos: dx_2dx_3, dx_3dx_1 e dx_1dx_2. Isso perfaz um total de seis têrmos, aos quais devemos dar seis coeficientes. Represente-

mos tais coeficientes pela letra *g*, com índices. Cabe-nos, então, escrever: $ds^2 = g_{11}dx_1^2 + g_{22}dx_2^2 + g_{33}dx_3^2 + 2g_{23}dx_2dx_3 + 2g_{31}dx_3dx_1 + 2g_{12}dx_1dx_2$. (O fator 2 não é indispensável, mas satisfaz estèticamente o algebrista, e Gauss explodiu quando um jovem professor de Berlim, Dirichlet, deu o passo falso de escrever uma memória que dispensava o fator 2). É essa, portanto, a forma correta de ds^2 para uma super-superfície de três dimensões, e os seis coeficientes variarão em geral de ponto a ponto sôbre a super-superfície.

Riemann, como dissemos, admitiu de início que tinha de lidar com *n* variáveis, e não um número determinado como três ou quatro. Precisava de um nome para a espécie de objetos geométricos que o preocupavam. Observou duas coisas. Em primeiro lugar a partícula tem a liberdade (na teoria) de mover-se suave e contìnuamente de um ponto da linha, ou curva, a outro; pode também mover-se contìnuamente de um ponto a outro, numa superfície ou no espaço. Em segundo lugar, quando estudamos a geometria plana em nada mais pensamos senão nas figuras traçadas num plano, que, no momento, constitui para nós o ''universo de discurso'', como dizem os lógicos. Entretanto, no ano seguinte, quando estudamos a geometria no espaço, imaginamos planos de qualquer orientação no espaço. Qualquer dêsses planos bem poderia ser *o* plano da geometria plana que, no ano anterior, constituia o universo de discurso. Pouco importa à geometria do plano se tal plano existe por si ou se está ''incrustado'', como dizemos agora, no espaço de três dimensões.

Somando tais observações, recorreu Riemann ao nome ''contínuo'' para qualquer objeto geométrico, de qualquer número de dimensões, sôbre o qual pode errar contìnuamente um ponto. Por exemplo, a linha reta é um contínuo de uma dimensão, e pouco importa à geometria de pontos e segmentos

de tal linha se êsse contínuo unidimensional existe por si ou está incrustado num plano, num espaço de três dimensões ou num espaço de qualquer número de dimensões. A superfície de uma esfera ou de uma sela é, como vimos, um contínuo de duas dimensões; pouco importa a consideremos por si, ou incrustada num espaço de qualquer número de dimensões.

O nosso espaço é um contínuo de três dimensões. E somos obrigados a acrescentar que a geometria do nosso espaço será a mesma, quer consideremos tal espaço por si, quer o imaginemos incrustado num espaço de quatro, cinco ou *n* dimensões. Não nos é dado ver o que isso significa. Contudo, bem poderíamos seguir a trilha e verificar aonde nos levaria a lógica.

Deve ter sido o pensamento do jovem Riemann, por volta de 1850. Cabe-nos, agora, tentar dizer em poucas palavras até a que ponto chegou, a partir dali, e o que continha principalmente a sua dissertação de 1854.

À primeira leitura, o resultado principal dos esforços de Riemann parece ser haver êle conseguido definir a curvatura de um contínuo de mais de duas dimensões. O contínuo de duas dimensões é uma superfície, e já vimos que a sua curvatura está definida, para uma pequena porção em volta de qualquer ponto da superfície, por um único número, positivo na superfície em formato de ôvo, negativo na superfície em formato de sela. Se a curvatura fôr zero em qualquer ponto, a superfície será um plano, e vice-versa. Riemann mostrou que o conceito de curvatura pode ser generalizado para o caso de um contínuo de *n* dimensões. Mas já não será um único número, sendo necessário três números para a definição da curvatura de um contínuo de três dimensões, seis números para um contínuo de quatro dimensões e assim por diante. Riemann limitou-se apenas a dar tais resultados e a fazê-los matemàticamente plausíveis; a sua demonstração e elaboração

teria preenchido uma longa memória ou ocupado várias semanas de exposição.

Tais considerações se afiguram puramente abstratas, um desenfreado jôgo inexpressivo de matemática. Contudo, o principal fim de Riemann na sua dissertação era convencer-nos de que não estava falando de conceitos matemáticos abstratos, mas de uma questão de física que podia ser estabelecida pelo método experimental.

Voltemos aos sêres perfeitamente planos vivendo numa enorme esfera. O "notável teorema" de Gauss prova que os habitantes bidimensionais dêsse mundo de duas dimensões, contanto que soubessem bastante matemática, poderiam encontrar a curvatura de qualquer pequena região do seu universo. Como poderia aquela gente imaginar uma superfície curva, se era incapaz de imaginar um espaço de três dimensões? A resposta é que está aí, precisamente, o poder da matemática. Aquela gente conheceria o conceito de uma estrada curva, em contraste com uma estrada "reta", que seria o caminho mais curto entre dois pontos. Logo, se entre êles um Riemann generalizasse tal noção, de *maneira puramente algébrica,* numa teoria da curvatura de um contínuo de *n* dimensões, os seus observadores seriam capazes de calcular, por uma fórmula dada por Riemann, certo número que, iriam verificar, mudaria levemente de país a país. Mediriam, assim, a curvatura do seu universo de duas dimensões, sem poderem, de maneira alguma, imaginar o que seria.

É essa, naturalmente, a situação no tocante à curvatura do nosso próprio universo, e temos de voltar à obra de Riemann para formar uma idéia de como êle chegou a defini-lo.

Sugeriu Riemann que se todos os números que definiam a curvatura do espaço de n dimensões fôssem zero, tal espaço seria chamado plano, pois é assim que chamamos a superfície de curvatura zero. Se dividirmos um espaço de três dimen-

sões em cubos iguais, tal qual se divide o tabuleiro de xadrez em quadrados iguais, ds^2 será simplesmente a soma $dx^2 + dy^2 + dz^2$, representando *dx, dy, dz* os três lados de cada cubo. Êsse espaço é um espaço "chato", tal qual é superfície chata o plano. Por outras palavras, o que nos diz a intuição é que o espaço é chato, no sentido que Riemann deu à palavra.

É isso realmente? É de esperar que a pequena parte do espaço na nossa vizinhança pareça chata. Talvez seja o espaço efetivamente chato, não sòmente na nossa proximidade mas até na zona da mais longínqua nebulosa. Por outro lado, é igualmente possível que o espaço seja levemente curvo. Como poderemos sabê-lo? Eis a resposta de Riemann: *pela experiência*. Aí está a revolucionária mensagem que, muito calmamente, mas muito firmemente, êle legou ao mundo científico.

Euclides e Kant tinham inconscientemente aceitado a noção intuitiva do espaço como plano. Riemann declarou que tal proposição não podia ser feita sem prova, como se se tratasse de coisa evidente; era apenas uma hipótese, sujeita à experimentação. Para início, poderíamos fazer três hipóteses sôbre o nosso espaço: que tinha uma curvatura constante positiva, uma curvatura negativa constante ou nenhuma curvatura (i.é., que era plano, ou euclidiano, como dizemos agora). Cabia aos astrônomos e físicos descobrir qual de tais hipóteses era correta. Era êsse o significado do título crítico de Riemann "Sôbre as Hipóteses que são Fundamentos da Geometria", o qual havia, com todo o direito, despertado a curiosidade de Gauss.

Há muitas outras coisas importantes nessa dissertação de Riemann, como uma penetrante apreciação da possibilidade de têrmos de adotar eventualmente uma teoria dos *quanta* no espaço, coisa que os nossos físicos começam agora, tìmidamente, a tentar. Mas o ponto que aqui apresentamos, o apêlo à

experimentação a fim de se descobrir uma possível curvatura do espaço, é, a nosso ver, a mais importante.

Riemann, muito prudentemente, não tentou sugerir que experiências específicas deviam ser feitas. Volvendo para trás o olhar, do ponto vantajoso do nosso conhecimento post-einsteiniano, vemos que eram de difícil achado. Podia esperar-se que estivessem no domínio da astronomia clássica, da medida de ângulos entre estrêlas, mas isso não é o bastante. Mostrou Einstein que a gravitação tinha muito que ver com a matéria e que a hipótese provisória de Riemann do espaço de curvatura constante tinha de ser abandonada em favor de variações locais (por exemplo, a curvatura na vizinhança do Sol ou de Sírio era maior que no espaço interestelar vazio). Mostrou também que se devia considerar o tempo; por outras palavras, o que se devia investigar experimentalmente era o espaço-tempo de quatro dimensões. Assim, comprovou-se que nas três verificações experimentais da teoria de Einstein, em 1920, o espaço, o tempo e a gravitação estavam indissolùvelmente unidos.

A afirmação de Riemann de que a geometria do universo era um capítulo da física, e que devia progredir como qualquer outro pela íntima cooperação entre teoria e experimentação, ficou plenamente justificada. Assim também a fé de Riemann em Gauss, seu mestre. Quanto mais contemplamos as pirâmides de idéias verdadeiramente gigantescas de Riemann e Einstein, tanto mais admiramos o mundo invisìvelmente contido na pequenina e modesta fórmula escrita por Gauss em 1827.

TURBULÊNCIA NO ESPAÇO

por George Gamow

Até há uma década ou duas, o fenômeno da turbulência numa corrente de fluido só interessava aos engenheiros, parecendo ter pequenina importância para o que se chama habitualmente de ciência "pura". A turbulência é o movimento interno extremamente irregular que se pode observar nos líquidos e gases de rápido fluxo. Quando uma corrente de fluxo suave se desfaz numa mistura caótica de turbilhões ou redemoinhos de todos os tamanhos, dizemos que se torna turbulenta. Vê-se isso no fluxo de água da torneira da cozinha. Quando abrimos um pouco uma torneira, a água jorra suavemente num fluxo que se diz laminar. Aumente-se a velocidade da corrente, abrindo-se completamente a torneira, e o movimento se faz turbulento.

A turbulência pode ser enormemente proveitosa. Fornece a energia que movimenta navios e aviões, pois se não houvesse turbulência nas correntes produzidas pelas hélices, talvez não houvesse fôrça de impulsão. A turbulência na atmosfera é que causa o nosso clima. O que é mais importante, vemos agora que, não fôra a turbulência cósmica do universo, nem nós nem o nosso planêta nem o universo, como o conhecemos, existiríamos. O papel provàvelmente desempenhado pela turbulência na feitura do universo será o assunto dêste artigo.

Podemos estudar convenientemente a turbulência, enviando através de um tubo de vidro uma corrente de água que

contém grande número de pequeninas partículas suspensas, por exemplo, folhinhas de chá. Se a corrente fluir lentamente, as partículas flutuarão ao longo do tubo tão suavemente quanto os cisnes do balé de Tchaikovski. Porém, mal a velocidade da corrente ultrapassa determinado limite, a lângüida dança dos cisnes se transforma, de súbito, em selvagem *Dança Macabra.*

Essa espécie de estudo foi pela primeira vez empreendida, há muitos anos, pelo físico britânico Osborne Reynolds, que estabeleceu as leis básicas do fluxo turbulento. Com apoio em numerosas experiências feitas mediante o auxílio de vários líquidos em tubos de vários diâmetros, mostrou que a velocidade crítica em que a turbulência se estabelece varia na razão direta da viscosidade do líquido e na razão inversa do diâmetro do tubo. Assim, uma corrente de óleo de mamona, passando através de um tubo, deve andar 2.000 vêzes mais depressa que a água pura para fazer-se turbulenta, visto que o óleo de mamona é cêrca de 2.000 vêzes mais viscoso que a água. A outra parte da lei de Reynolds diz que uma corrente de qualquer fluido necessita, em tubo de duas polegadas, da metade da velocidade exigida em tubo de uma polegada. A condição crítica para o aparecimento da turbulência depende da quantidade: o diâmetro do tubo vêzes a velocidade da corrente vêzes a densidade do fluido, tudo dividido pela viscosidade molecular do fluido. Essa quantidade é conhecida como número de Reynold. Quando tal número é menor de 1.000 (aproximadamente), o fluxo é suave; quando excede tal valor, a turbulência tende a se estabelecer.

Coisa importante que sucede a um fluido quando o movimento se lhe torna turbulento é um gigantesco aumento da fricção interna. Podemos compreender o efeito considerando uma analogia quase improvável, mas que, não obstante, ilustra a questão. Suponhamos que um trem expresso passe por um

trem local lento e que os passageiros dos dois trens, encolerizando-se por qualquer motivo, comecem a atirar uns contra os outros a bagagem, através das janelas dos vagões. As malas provenientes do trem expresso tenderão a acelerar o trem local mais lento, quando caírem dentro dêle, em virtude da sua maior velocidade inercial. Por outro lado, as malas mais lentas atiradas do trem local tenderão a diminuir a velocidade do expresso, quando nêle caírem. Em suma, a barragem de malas entre os dois trens produzirá uma espécie de "fôrça de atrito" tendente a igualar a velocidade dos dois trens.

É o que se verifica sempre que duas correntes de fluido (líquido ou gás) passam uma pela outra com velocidades diferentes. As malas voadoras correspondem às moléculas do fluido, sempre em movimento térmico. Duas camadas adjacentes de fluido atiram constantemente moléculas uma à outra, mesmo quando correm suavemente, com o mesmo efeito por nós discutido no caso dos dois trens. Tal atrito explica a viscosidade molecular normal do fluido.

Todavia, quando a turbulência se inicia, a "barragem" entre duas camadas do fluido se torna muito mais pesada. As camadas passam, então, a trocar não apenas moléculas individuais, mas redemoinhos inteiros. Voltando à analogia do trem, poderíamos dizer que os passageiros não sòmente lançam as malas, mas, abrindo o carro-bagagem, começam a arremessar grandes baús e cêstos. Numa corrente de fluido a fricção resultante de tal troca recebe o nome de viscosidade turbulenta.

Por longo tempo, o estudo da turbulência permaneceu puramente empírico. Parecia quase sem esperança tentar reduzir êsse fenômeno extremamente complicado a simples princípios matemáticos. Recentemente, contudo, os esforços unidos de matemáticos e físicos teóricos começaram a fazer jorrar alguma luz na complexa hidrodinâmica do fluxo turbu-

lento. Na moderna teoria da turbulência, a noção de desordem estatística — a mesma noção que se usa para descrever o movimento térmico das moléculas — tem sido aplicada aos tamanhos e velocidades dos redemoinhos, que podem ter tôdas as grandezas possíveis, de corpos quase tão grandes como o próprio cano de fluxo a corpos microscópicos, quase tão pequenos como as distâncias entre moléculas, no fluido. Os grandes redemoinhos devem ser considerados feitos dos pequenos. E êstes, por sua vez, devem ser imaginados como feitos de outros, ainda menores. Estenda-se tal representação às dimensões da corrente principal e às dimensões intermoleculares, e ter-se-á uma idéia do que se pretende dizer, ao falar da natureza estatística da turbulência. Como vimos acima, a situação é semelhante à desordem molecular nos gases, onde as moléculas individuais se atiram em movimentos ao acaso com tôdas as velocidades possíveis em tôdas as possíveis direções. Mas no caso da turbulência, o tratamento estatístico fica ainda mais complicado pelo fato de, diferentemente das moléculas de um gás, os redemoinhos se desfazerem constantemente e se refazerem em novos sistemas. Quando, por exemplo, geramos um único redemoinho grande, com um golpe de remo, o redemoinho começa imediatamente a desfazer-se em outros menores. A sua energia original se dissipa gradativamente em unidades cada vez menores, até que, finalmente, todo o movimento visível desaparece e a água parece tranqüila. A energia original dos redemoinhos se transformou na energia de moléculas individuais, i.é., em calor. Se fornecermos continuamente energia para agitar a água, estabelecer-se-á um estado firme de movimento turbulento, com energia a passar continuamente de redemoinhos maiores para outros menores, e assim por diante, por todo o caminho que conduz ao movimento térmico das moléculas.

A situação foi perfeitamente descrita por L. F. Richardson na seguinte estrofe:

Os grandes turbilhões
têm outros pequeninos
que da velocidade
dos grandes se alimentam;
e têm os pequeninos
outros menores inda
e, por diante assim,
'té a viscosidade.

Não é preciso dizer que a teoria matemática da turbulência estatística é extremamente complicada e muito dista de completada. Contudo, inúmeros resultados importantes já podem ser usados. Os primeiros passos no tratamento matemático do movimento turbulento foram dados pelo famoso hidrodinâmico húngaro Theodore von Karman. Mais recentemente, o físico teórico alemão Werner Heisenberg pôde partir da teoria estatística do movimento turbulento e dela deduzir a lei de Reynold. O matemático russo A. N. Kolmogoroff resolveu o importante problema da relação entre o tamanho e a velocidade dos redemoinhos, mostrando que, à medida que os redemoinhos aumentam em tamanho, as suas velocidades, em média, devem aumentar na razão da raiz cúbica do seu aumento de tamanho. Temos também informação que diz respeito à razão em que os redemoinhos se desfazem em outros, menores.

Vejamos, agora, o papel que a turbulência desempenha na astronomia. Como primeiro exemplo, tomamos o conhecido aspecto manchado da superfície visível do sol. Fàcilmente

poderá a turbulência explicar o fenômeno. Visto que o Sol não gira sôbre si próprio com absoluta uniformidade, a sua quente superfície gasosa se desfaz numa multidão de redemoinhos irregulares. Alguns dos redemoinhos se expandem, esfriam-se um pouco e tornam-se menos luminosos; outros se comprimem, aquecem-se ainda mais e tornam-se mais brilhantes. Como resultado, a superfície do Sol fica manchada, com zonas brilhantes e escuras.

Outro excelente lugar para o estudo da turbulência cósmica está nas gigantescas nuvens de pó e gases que enchem grandes extensões da Via-láctea, como espécie de tênue névoa. Algumas das nuvens são bem escuras, e só lhes podemos notar a presença pelo fato de obscurecerem a luz das estrêlas que estão atrás. Mas outras nuvens, brilhantemente iluminadas por aglomerados de estrêlas nelas dispersas, são distintamente visíveis como enorme fulgor branco. Uma delas é a nebulosa de Órion. Essa nuvem brilhantemente iluminada oferece tão bom exemplo de movimento turbulento como a fumaça que se evola de um cigarro.

Os astrônomos W. W. Campbell e J. H. Moore, do Observatório de Lick, estudaram o movimento interno na nuvem com o espetroscópio. Observando a luz emitida por diversas pequeninas áreas dentro da nebulosa, verificaram que as suas linhas espetrais deslizavam levemente (efeito Doppler) indicando complicados movimentos irregulares na nuvem. De certo número de medidas comparativas de diferenças de velocidade entre dois pontos diferentes, estando cada par de pontos à mesma distância, obtiveram uma média da mudança de velocidade correspondente a uma dada distância. Assim procederam por várias distâncias.

Analisando os resultados de tais medidas, o astrônomo alemão S. von Hoerner logrou mostrar que concordam inteiramente com as leis do movimento turbulento. De acôrdo com

a lei de Kolmogoroff, as velocidades na nuvem aumentavam na razão da raiz cúbica do aumento de distância entre os pontos observados. Por outras palavras, quando a distância entre pontos aumentava oito vêzes, a velocidade radial do material gasoso da nuvem aumentava quase duas vêzes; quando a distância aumentava 27 vêzes, a velocidade era tripla.

Voltemo-nos agora para os fenômenos cósmicos em escala ainda maior. O espaço do universo, até onde vão os telescópios, está repleto de uma multidão de galáxias como a nossa Via-láctea; dentro do alcance do telescópio de 200 polegadas do Monte Palomar, não há menos de um bilhão delas. Do ponto-de-vista amplo podemos considerar o universo cheio de um gás cujas moléculas são representadas pelas galáxias individuais. Deveremos concluir que também êsse "gás" possui movimento turbulento?

A pergunta terá resposta pelos pormenorizados estudos da distribuição das galáxias através do espaço. Tais estudos têm sido levados a efeito por muitos anos, especialmente por Harlow Shapley, do Observatório de Harvard, e por C. D. Shane, do Observatório de Lick. Shapley representou a distribuição das galáxias numa parte do hemisfério celeste perto da região polar do norte. Cada ponto dêsse diagrama representa uma galáxia, cuja posição foi cuidadosamente medida. Um olhar ao diagrama mostra imediatamente que as gálaxias bem longe estão de se distribuir uniformemente no espaço. Algumas regiões do céu possuem-nas densamente concentradas; outras possuem poucas. O mapa se assemelha a uma superfície semeada a mão, na qual a semente caiu mais densamente em alguns pontos do que noutros.

O mapa de Shane, da distribuição das galáxias, mostra as variações, ainda mais notàvelmente. Em vez de dar a posição das galáxias, representou êle uma espécie de mapa de

contôrno com linhas indicando os seus níveis de concentração; cada linha marca um "contôrno" ao longo do qual o número de galáxias por grau angular ao quadrado é quase o mesmo. A esfera celeste, representada de tal maneira, fica dividida em grandes turbilhões extraordinàriamente parecidos aos redemoinhos.

Mal pode haver dúvida: tais irregularidades na distribuição espacial das galáxias não podem ser causadas por flutuações fortuitas. Mais provàvelmente, as compressões e rarefações são causadas por movimentos turbulentos irregulares da matéria do universo.

Assim, para onde quer que volvamos o olhar — quer se trate da atmosfera da terra, da superfície do sol, das nuvens, gigantes de pó e gás da Via-láctea, quer do "gás das galáxias" no universo mais amplo — sempre se nos deparam as características de um poderoso movimento turbulento! E é precisamente isso que era de esperar, uma vez que se mostra fàcilmente que em cada um de tais casos o número de Reynolds é muito maior que o valor críptico de 1.000.

Podemos, agora, regressar à afirmação feita no comêço do artigo, de que sem turbulência jamais teria o universo logrado desenvolver-se até o seu estado fortemente diferençado, que conhecemos.

Não é preciso dizer que a principal fôrça que governa a evolução do universo é a fôrça da gravidade de Newton. No gás primordial que constituia o universo durante os primeiros estágios da sua existência, as fôrças de gravidade devem ter acarretado concentrações de matéria para formarem as gigantescas nuvens gasosas das quais sairia, mais tarde, o nosso

universo atual. A mesma fôrça deve ter coagulado tais nuvens em galáxias de estrêlas, e o material gasoso ao redor das estrêlas, em famílias de planêtas.

As teorias que tentam explicar a formação da hierarquia de condensações que deram ao universo o seu formato atual sempre tiveram pela frente uma séria dificuldade. Supondo, como geralmente supunham essas teorias, que o gás primordial no comêço se distribuía através do espaço com uma perfeita uniformidade, a reunião da matéria em nuvens e a sua condensação em estrêlas teria demorado demasiadamente, muito mais que os cinco bilhões de anos que hoje se admitem como representando a idade do universo.

Aparentemente, o único modo de fazer que dê resultado a escala de tempo é supor que a matéria não estivesse, no comêço, uniformemente distribuída; por outras palavras, que deve ter havido, no início, algumas condensações rudimentares. É aqui que vem em nosso auxílio a noção da turbulência. Se houvesse movimentos turbulentos no gás primordial, teriam podido fàcilmente produzir as necessárias irregularidades e condensações rudimentares. Chegamos, pois, à conclusão de que a turbulência e a gravidade devem ser consideradas geradoras do desenvolvimento evolucionário do nosso universo.

A pergunta continua: como se originou, pela primeira vez, êsse movimento turbulento? Não sabemos a resposta, mas talvez seja esta uma possível explicação: estamos acostumados a ver como ''natural'' o fluxo suave de um fluido, e como desusada, a turbulência. Isso, porém, se deve ao nosso ponto de vista terrestre restrito. À medida que crescem as dimensões do espaço no qual se move um fluido, a turbulência se torna muito mais provável. No universo, tôdas as dimensões são tão grandes que, do ponto de vista cósmico, devemos considerar o movimento turbulento condição natural

entre o fluxo laminar, um caso especial. Devemos aceitar a turbulência entre as massas em grande escala do universo como condição natural, da mesma forma pela qual, no nível microscópico, aceitamos, como natural, o movimento térmico irregular das moléculas.

ELETRICIDADE NO ESPAÇO

por **Hannes Alfvén**

Quase tudo quanto sabemos do universo celeste resultou da aplicação de princípios que aprendemos na física terrestre. As leis do movimento de Newton, os nossos estudos do espetro da luz, as explorações do nucleo do átomo e outros grandes descobrimentos realizados nos laboratórios de física contribuíram para elucidar-nos acêrca das estrêlas, dos seus movimentos, composição química, temperaturas e fonte de energia.

Há, contudo, um grande ramo da física que até agora muito pouco ou quase nada nos disse sôbre a astronomia. É a eletricidade. É de espantar que êsse fenômeno, tão exaustivamente estudado na terra, tenha sido de tão pequena eficácia na esfera celeste. A eletricidade iluminou as nossas cidades, mas não difundiu luz sôbre os fenômenos estelares; ligou a terra com uma densa rêde de comunicações, mas nenhuma informação deu sôbre o universo que nos circunda.

Indubitàvelmente, temos visto inúmeros fenômenos elétricos no espaço. Dentro das últimas décadas, descobrimos vários importantes efeitos elétricos no céu: consideráveis campos magnéticos estelares, que só poderiam ser causados por grandes correntes elétricas, ondas de rádio emitidas pelo sol e por numerosos sistemas estelares, e os raios cósmicos, que são partículas carregadas elètricamente, e dotadas de espantosas velocidades.

Tais fenômenos, todavia, continuam a ser bastante misteriosos. Não temos idéia de como podem ser as correntes elétricas geradas e transmitidas nas estrêlas ou no espaço. Apesar de sabermos muito da eletricidade, quase tudo quanto sabemos se fundamenta no seu comportamento nos fios. Geramos eletricidade pelo movimento de fios de cobre num campo magnético, e transportamos, irradiamos e usamos a energia elétrica sòmente por meio de fios. Qualquer engenheiro eletricista, se lhe perguntarem o que poderá fazer sem o uso de fios metálicos, diria certamente: Nada.

Ora, não há fios nas estrêlas, as quais se compõem inteiramente de gases aquecidos. Embora se tenham os físicos dedicado bastante ao comportamento das correntes elétricas nos gases, não conhecemos nenhum meio pelo qual possam os gases gerar eletricidade. Daí o fato de nos apresentarem um problema totalmente novo os fenômenos elétricos verificados nas estrêlas.

Não nos é dado trazer as estrêlas aos nossos laboratórios. Mas permitido nos é investigar o comportamento elétrico num meio comparável, por alto, ao corpo gasoso de uma estrêla, e sob condições igualmente comparáveis. Sabemos da existência de campos magnéticos nas estrêlas. Sabemos também que os gases incandescentes superaquecidos, como os que constituem uma estrêla, são bons condutores elétricos. No interior de uma estrêla, acham-se os gases sob tamanha pressão que podem ter densidade muito maior que a dos líquidos comuns. Por não podermos trabalhar com gases sob tais pressões no laboratório, o que de mais aproximado nos é dado fazer é o uso de líquidos. Dentre os líquidos comuns, o mercúrio é o único bom condutor de eletricidade.

Recentemente, fizemos algumas experiências simples com o mercúrio em campo magnético e observamos vários resultados extremamente curiosos e notáveis.

Todos conhecem o comportamento "mercurial" do mercúrio. Se batermos o lado do recipiente que contém mercúrio, a superfície estremece e se enruga, como se estivesse viva. Verificamos que, ao pormos tal mercúrio num forte campo magnético de 10.000 gausses, o seu comportamento mudava imediatamente. Já não correspondia ao sacudir do recipiente, endurecendo-se-lhe, por assim dizer, a superfície. O campo magnético atribuía ao mercúrio uma interessante espécie de viscosidade, o que ficava dramàticamente ilustrado, ao serem mergulhadas as duas extremidades de um fio metálico recurvado no líquido e movidas nêle. Ordinàriamente, o objeto arrastado através do mercúrio se move com a mesma facilidade com a qual êle o faz em qualquer líquido. Mas, uma vez aplicado o campo magnético, o fio arrastava com êle o mercúrio, produzindo uma grande onda, tal como quando se move um pau através de mel ou de xarope.

Tem fácil explicação êsse comportamento. O fio e a superfície do mercúrio entre as extremidades do fio formam um circuito condutor de eletricidade. Quando o fio se move através do campo magnético, cria uma corrente elétrica. E como qualquer corrente elétrica produz sempre um campo magnético, a nova corrente cria um segundo campo magnético, o qual interage com o que já aplicamos ao mercúrio, assim como dois ímãs se atraem ou se repelem. A fôrça entre os dois campos magnéticos se opõe ao movimento que produz a corrente, e, como resultado, o fio se prende ao mercúrio, como se êste fôsse um líquido extremamente viscoso.

Consideremos, agora, outra experiência que revelou um fenômeno mais notável e iluminador. Enchemos de mercúrio um pequeno tanque. O tanque dispõe de um fundo móvel que pode ser girado para trás e para a frente, como o agitador de uma máquina de lavar roupa. Na ausência de campo

magnético, a lenta oscilação do agitador, mexendo o mercúrio no fundo do tanque, não perturbará a superfície do mercúrio na parte superior do tanque; as moléculas de mercúrio deslizam umas pelas outras, de tal modo que o movimento morre antes de subir bastante no tanque. Um espelho flutuando na superfície, com um raio de luz focalizado nêle para indicar qualquer movimento, permanece perfeitamente parado. Quando, porém, se aplica ao tanque um poderoso campo magnético vertical, o movimento no fundo se comunica, sem perda de tempo, à parte superior.

O que aqui criamos é uma nova espécie de onda, teòricamente prevista há cêrca de dez anos, mas só produzida efetivamente pela primeira vez nessa experiência. A onda é resultado de um acoplamento de fôrças magnéticas e hidrodinâmicas. Quando o mercúrio do fundo se move num campo magnético, gera correntes elétricas. Essas correntes, com os seus conseqüentes campos magnéticos, produzem um movimento mecânico no mercúrio, imediatamente acima, o qual, por sua vez, cria novas correntes que agem na camada seguinte. Assim, o movimento se comunica para cima, através do corpo inteiro do líquido. A essa onda ascendente de movimento, chamamos onda magneto-hidrodinâmica. Possui ela três características: 1) produz um movimento mecânico; 2) um campo magnético e 3) um campo elétrico.

Que tem que ver tudo isso com as estrêlas? É possível mostrar que o nosso modêlo mercurial reproduz muitas das propriedades essenciais da matéria estelar. Indubitàvelmente são os campos magnéticos das estrêlas muito mais fracos que os 10.000 gausses da nossa experiência (o campo geral do Sol está avaliado entre 1 e 25 gausses). Mas, diz-nos a teoria que,

se fizéssemos maior o recipiente, poderíamos produzir os efeitos magneto-hidrodinâmicos mediante o emprêgo de um menor campo magnético; a fôrça magnética exigida diminuiria na razão do aumento de tamanho do recipiente. Por conseguinte, numa estrêla, digamos 10 bilhões de vêzes maior que o nosso recipiente experimental, o campo magnético tem de ser apenas um décimo-bilionésimo do campo do laboratório. Os campos das estrêlas são muito mais fortes que êsse.

Conduzem os resultados da nossa experiência a um modo inteiramente novo de ver o comportamento da matéria estelar. Sempre se admitiu que o movimento dos gases nas estrêlas obedece às leis da hidrodinâmica, que se aplicam aos líquidos e gases comuns. Mas quando um campo magnético muda dràsticamente as propriedades dos densos gases estelares, como faz no modêlo mercurial, devem elas comportar-se assaz diferentemente dos fluidos comuns. Vejamos se o curioso comportamento do mercúrio num campo magnético é capaz de iluminar um pouco alguns dos grandes mistérios da astronomia.

Consideremos as manchas solares. Poucos fenômenos astronômicos têm sido mais completamente estudados. Registramos-lhes os roteiros através da superfície do Sol, descobrimos-lhes o ciclo de atividade e os efeitos na radiação solar, analisamos-lhes a luz e verificamos, pela interrupção das suas linhas espetrais (o chamado efeito Zeeman), que possuem poderosos campos magnéticos. Mas parece mais difícil dizer o que são, na realidade, as manchas solares, como se originam, como podem produzir campos magnéticos. Supôs-se, outrora, que as manchas solares eram grandes redemoinhos na atmosfera solar, semelhantes aos ciclones da terra. Contudo, os movimentos dos gases nas manchas solares são inteiramente diversos dos do ar nos ciclones.

As partes do enigma começam a se ajustar, quando recorremos ao modêlo mercurial. É-nos lícito supor que as reações nucleares no interior do Sol ali causam poderosos movimentos de matéria, o que corresponderia à agitação do mercúrio no fundo do recipiente. No campo magnético geral do Sol, cujas linhas de fôrça correm aparentemente do centro do Sol para a superfície tais movimentos gerariam ondas magneto-hidrodinâmicas que rumariam para a superfície. As ondas explicariam os poderosos campos magnéticos ligados às manchas solares.

Como vimos, as ondas magneto-hidrodinâmicas geram, outrossim, um campo elétrico, o qual bem pode explicar alguns dos outros fenômenos observados na superfície do Sol. As altíssimas voltagens geradas pelas ondas podem descarregar-se na atmosfera do Sol, mais ou menos como produz o tubo de descarga, no laboratório, descargas de corona no ar. Essas descargas explicariam as protuberâncias solares. O maravilhoso filme das protuberâncias solares tirado no Pic du Midi, nos Pirineus, e no Observatório de Grande Altitude, perto de Clímax, Col., proporcionam uma viva impressão de que são descargas elétricas.

A emissão, por parte do Sol, de ruídos de rádio, outro grande mistério, também seria explicada por êsse método de gerar eletricidade. Como bem sabem os radiouvintes, tôda espécie de correntes elétricas — nas linhas de transmissão, nos aparelhos caseiros, etc. – produz ruído de rádio. As grandes correntes elétricas geradas nas estrêlas pelas fôrças magneto-hidrodinâmicas originariam ondas de rádio e as emitiriam pelo espaço.

Finalmente, o processo magneto-hidrodinâmico parece oferecer uma explicação plausível da grande energia dos raios cósmicos. Um dos maiores enigmas da astronomia é a ma-

neira pela qual tais partículas são levadas às suas fantásticas energias, por vêzes da ordem de um milhão de milhões de milhões de volts eletrônicos. Não há reação nuclear conhecida (nem desconhecida) que consiga explicar a origem de partículas com tamanhas energias; o próprio aniquilamento completo do *proton* não cederia mais do que um milhão de milhão de volts eletrônicos.

Se supusermos, todavia, serem as partículas dos raios cósmicos levadas ao espaço por campos elétricos e magnéticos, tal qual aceleramos partículas dos nossos grandes aceleradores de laboratório, será fácil verificar como podem, na realidade, atingir altíssimas energias. Sabemos que o espaço interestelar não é absolutamente vazio. Apesar de nêle ser a matéria extremamente rarefeita, sem dúvida não mais do que a média de um átomo por centímetro cúbico, na vastidão do universo a soma vem a ser enorme quantidade de material. Pelo menos em algumas regiões está ionizada a matéria interestelar, de modo que vem a ser um bom condutor elétrico. Ademais, há argumentos para a hipótese de um débil campo magnético (alguns milhões de gausses) preencher todo o espaço. É provável, portanto, que as ondas magneto-hidrodinâmicas perambulem incessantemente através do espaço, gerando débeis mas extensos campos elétricos, especialmente na vizinhança das estrêlas. Se fôr assim, bem podemos imaginar núcleos atômicos carregados impelidos atrás do espaço eletrificado a aumentar em velocidade, durante o caminho, e dar de encontro à atmosfera da terra com energias muito superiores a qualquer energia gerada no interior de uma estrêla ou de um planêta.

PARTE 3

A NOSSA GALÁXIA

I. A VIA LÁCTEA

por Bart J. Bok

Da Holanda, seu país natal, veio Bart J. Bok aos Estados Unidos, pela primeira vez em 1929, como Agassiz Fellow no Observatório de Harvard: em seguida, após colar grau em Groningen, voltou para sempre, em 1932, na qualidade de membro do Observatório. O seu campo é a estrutura e dinâmica da galáxia Via-láctea. A estação de Boyden, da Universidade de Harvard, na África do Sul, onde Bok instalou um magnífico telescópio Baker-Schmidt em 1950, deu-lhe acesso especial ao "centro do universo". As suas observações constituem parte integrante do nosso quadro da representação dos componentes visíveis da Via-láctea. Recentemente, voltou-se Bok para a radioastronomia e está colaborando com Harold Ewen (V. página 246) na distribuição e dinâmica das nuvens invisíveis de hidrogênio entre as estrêlas.

II. A ESTRUTURA ESPIRAL DA GALÁXIA

por W. W. Morgan

Em 1942, começou W. W. Morgan a estudar as distâncias de todos os gigantes azuis que podem ser observados com o telescópio refrator de 40 polegadas no Observatório de Yerkes. Por volta de 1951, pôde descrever o formato e a localização de dois braços espirais da Via-láctea perto do Sol. O seu trabalho ocupa, logo, um lugar importante na descrição da galáxia aqui por êle apresentada. Graduou--se na Universidade de Chicago e ali ficou desde então, na qualidade de astrônomo do Observatório de Yerkes.

III. A SUPERGALÁXIA

por Gérard de Vaucouleurs

A zona extraterrestre vizinha atraiu pela primeira vez o interêsse e os esforços de Gérard de Vaucouleurs quando, aos catorze anos, iniciou a sua carreira de astrônomo. Quando contava vinte e um anos, já lograra certa fama, pelo seu trabalho sôbre o planêta Marte. Foi isso no perturbado período de 1939 a 1941, o qual incluiu o serviço militar durante a queda da França. De 1943 a 1949, estudou física na Sorbona e na Universidade de Paris. Depois, prosseguiu até o campo mais distante do espaço extragaláctico que, desde essa época, o absorveu. Encontra-se atualmente na Austrália, para onde foi em 1951, como pesquisador da Universidade Nacional Australiana, a fim de levar a efeito um grande estudo das galáxias acessíveis à observação no céu do hemisfério sul.

IV. A EVOLUÇÃO DAS GALÁXIAS

por Cecília H. Payne Gaposchkin

Chegou Cecília H. Payne aos Estados Unidos, vinda da Inglaterra, em 1923, diplomada pela Universidade de Cambridge. Aqui, entrou na Faculdade de Radcliffe e doutorou-se, trabalhando sob a guia de Harlow Shapley. Desde então, ficou no Observatório de Harvard, primeiro como membro da Pesquisa Nacional, depois como astrônomo, desempenhando a elevada função de Astrônomo Phillips, desde 1938. O seu trabalho tem sido principalmente em tôrno da espetroscopia e fotometria estelar no estudo das estrêlas variáveis. Em 1934, casou-se com Sergei I. Gaposchkin, colega do Observatório. O casal tem três filhos.

A VIA-LÁCTEA

por Bart J. Bok

Afastemo-nos do ofuscamento das luzes da cidade, e saiamos para o campo livre, numa noite escura e límpida. Será como pisar uma plataforma no espaço. Mal sentiremos a presença das estradas, das colinas e das casas; a terra adormecida, cala-se, como a platéia diante do espetáculo, perante o grande espetáculo do céu. E imediatamente, os olhos deleitados, explorando a enorme cena cintilante, se volvem para a mais fascinante de tôdas as visões, a faixa luminosa da Via-láctea que se espraia em tranqüila majestosidade em volta do céu.

Tenho vivido com a Via-láctea por mais de vinte e cinco anos, e nunca deixei de lhe admirar a beleza. Continua a ser um dos maiores fenômenos da natureza, e um desafio incessante à curiosidade científica. De que é feita? Por que varia tanto no aspecto, ao longo da faixa, apresentando partes comparativamente escuras no inverno e atingindo a culminância do esplendor, nesta nossa latitude, no fim do verão e no início do outono? Tais perguntas, que ainda não tiveram resposta completa, são importantes na astronomia. Se pudermos penetrar o mistério da estrutura da Via-láctea, muito aprenderemos acêrca da disposição do universo.

Até com um simples binóculo, ou com um pequeno telescópio, podemos reconhecer que a Via-láctea se compõe de um sem número de estrêlas, as quais formam o corpo da galáxia

de que é modesto membro o nosso Sol. Na verdade, tôdas as estrêlas do céu visíveis a ôlho desarmado, e a maioria das que podem ser vistas pelos mais poderosos telescópios, são membros do sistema da Via-láctea. A Via-láctea, a nossa galáxia (palavra que se deriva do grego *galax*, e significa leite) possui grande profundidade. As suas distâncias são mais convenientemente medidas pelos tempos percorridos pela velocidade da luz. A essa velocidade, de aproximadamente 300.000 quilômetros por segundo, bastar-nos-ia apenas um sétimo de segundo para darmos a volta à terra, pouco mais de um segundo para irmos da terra à lua, cêrca de oito minutos para irmos da terra ao Sol, e quase doze horas para uma ótima viagem de turismo pelo sistema solar, visitando todos os planêtas. Contudo, à mesma velocidade teríamos de viajar mais de quatro anos para alcançar a estrêla mais próxima do Sol, Alfa, na constelação do Centauro, no hemisfério sul; e demoraríamos uns 100.000 anos para ir de uma extremidade da Via-láctea a outra. Apesar de haver cêrca de 100 bilhões de estrêlas na Via-láctea, é tão enorme o sistema que sòmente uma diminuta parte do espaço total por êle ocupado pertence às estrêlas pròpriamente ditas. Poderíamos imediatamente colocar um número de estrêlas um milhão de vêzes maior no presente volume do sistema, sem o risco de uma desusada freqüência de colisões estelares.

Apesar da enormidade da Via-láctea, permitem-nos os telescópios modernos contemplar o espaço que se estende além dela, e verificar que está cheio de outras galáxias, como a nossa. Uma única fotografia, feita mediante o emprêgo de um grande telescópio, apresenta fàcilmente 1.000 débeis galáxias fora da Via-láctea.

Por que estudar a disposição das estrêlas e das nebulosas da Via-láctea, se ela ocupa tão insignificante parte do volume

total do espaço observável? Seria permitido igualmente perguntar: por que estudar o nosso Sol que, afinal, não passa de simples estrêla medíocre entre bilhões? O que há é o seguinte: é-nos dado examinar a nossa galáxia caseira com muito mais pormenores do que as demais; além disso, a Via-láctea, vizinha, nos convida sempre à investigação.

Em primeiro lugar, gostaríamos de saber o formato geral da galáxias e o ponto de vista do qual a observamos; por outras palavras, que posição ocupa nela o nosso sistema solar. Quando inspecionamos as estrêlas visíveis do céu, percebemos imediatamente que se concentram mais densamente na faixa, ou perto da faixa da Via-láctea que se curva através do céu, de horizonte a horizonte. Se ficarmos de pé, com as mãos apontando para a extremidade dêsse arco e olharmos para o céu, em ângulo reto com êle, veremos ali uma tênue disseminação de estrêlas, que se tornam progressivamente mais concentradas à medida que volvemos o olhar, através do céu, em direção à faixa da Via-láctea. Mais significativo ainda é o fato de as estrêlas mais fracas (isto é, geralmente mais distantes) apresentarem maior concentração para o lado da faixa do que as estrêlas mais brilhantes, o que indica que a galáxia se estende mais na direção da faixa. Prova isso que a nossa galáxia tem o formato de um disco achatado ou de uma grande roda, e que a olhamos de um lugar no plano central do disco ou bem perto dêle. Assim como, ao olharmos para uma coluna de soldados que marcham, vemos muito mais soldados e vemo-los a se afastarem muito mais na distância, quando olhamos ao longo da coluna, do que quando olhamos em ângulo reto, assim também vemos maior parte do nosso sistema galáctico ao longo do plano do disco do que em ângulo reto com êle.

Onde fica o nosso sistema solar nessa galáxia de formato de roda? No centro da roda, ou na borda? Parece claro que nos encontramos a uma determinada distância do centro da nossa galáxia. Quando olhamos para a borda, a Via-láctea se apresenta muito mais brilhante (isto é, mais densamente povoada de estrêlas) em algumas partes do que em outras. Por exemplo, a parte da Via-láctea que inclui as constelações de Perseu, Auriga e Órion, a qual melhor se vê no inverno, é relativamente fraca, enquanto a parte na direção das constelações de Sagitário, Águia e Cisne, vista melhor no verão, é tão brilhante que algumas das suas partes podem ser fàcilmente confundidas com "cumulus", vistos perto do horizonte. As fotografias até limites extremamente tênues indicam haver dez vêzes mais estrêlas por unidade de superfície do céu na nuvem de Sagitário do que na parte mais rica da Via-láctea do inverno. Em resumo, metade da Via-láctea é comparativamente tênue e escura, sendo a outra densa e vívida. Os exames pormenorizados da metade tênue revelam uma enorme falta de objetos distantes, aglomerados estelares e nebulosas; numa recente e cuidadosa pesquisa feita no Observatório de Harvard, não se encontrou um único objeto nessa região, que poderia ser colocado, com certeza, a uma distância maior do que 15.000 anos-luz do nosso sol; talvez haja algumas estrêlas para além dessa distância, mas se há devem estar indubitàvelmente bastante disseminadas. Por outro lado, a brilhante região de Sagitário contém inúmeros objetos cuja distância, sabe-se, é enorme. Tudo isso diz que olhamos para a galáxia de uma posição perto da borda da roda, e que o centro da nossa galáxia fica na direção da grande nuvem estelar de Sagitário.

Com base em várias espécies totalmente independentes de prova, possuem hoje os astrônomos a certeza de ser a nossa

galáxia uma grande coleção, com formato de roda, de estrêlas girando no espaço, com o Sol e a Terra ocupando uma posição situada a 25.000 anos-luz do centro. O nosso Sol e as estrêlas na sua vizinhança turbilhonam em órbitas irregularmente circulares em tôrno de tal centro, a uma velocidade de aproximadamente 140 milhas por segundo. É tão enorme a nossa galáxia que a essa fantástica velocidade o Sol leva 200 milhões de anos para dar uma volta em tôrno do centro Sagitário!

A primeira tentativa séria de estudo da Via-láctea foi feita por um astrônomo inglês de origem alemã, Sir William Herschel, pouco após a Revolução Norte-Americana. Os primeiros investigadores, sobretudo Thomas Wright, Immanuel Kant e John Mitchell, tinham tido boas idéias acêrca do formato e da estrutura do universo, mas nenhuma observação astronômica lhes podia confirmar tais idéias. Em 1784, Herschel, auxiliado por sua irmã Carolina, empreendeu sistemática observação do céu mediante um telescópio de 20 pés de comprimento. Contou cuidadosamente o número total de estrêlas visíveis no campo do seu telescópio, e observou 683 dêsses campos. Das observações deduziu um diagrama do nosso sistema estelar que lhe dava o formato de mó achatada, estando o sol perto do centro. Tratava-se de "mó dividida", pois existe uma fresta vazia de estrêlas numa parte da Via-láctea, entre Sagitário e Cisne, e Herschel viu nessa fresta um vácuo parcial.

Durante o século dezenove, um progresso surpreendentemente pequeno se verificou nos estudos da Via-láctea. Contudo, os astrônomos daquele tempo realizaram passos importantes, na técnica fundamental de pesquisa e nas precisas observações de estrêlas individuais que iriam abrir o caminho para teorias gerais sôbre a estrutura galáctica. As primeiras paralaxes estelares, que dão as distâncias de algumas estrêlas,

foram medidas. (A paralaxe de uma estrêla é a metade do arco que lhe mede o deslizamento de posição relativa, quando observada de pontos opostos situados na órbita da terra ao redor do Sol; com êsse dado, calcula-se por triangulação a distância da estrêla.) A fotografia estelar e o espetroscópio desenvolveram-se como instrumentos poderosos da pesquisa astronômica; estabeleceram-se escalas de grandeza estelar; os "movimentos próprios" (através da linha de visão) e a "velocidade radial" (na linha de visão) de muitas estrêlas ficaram determinados.

Pelo fim do século dezenove, J. C. Kapteyn, da Holanda, iniciou uma investigação que produziu como resultado uma nova teoria da estrutura do nosso sistema da Via-láctea. Acreditava êle que o problema era em grande parte estatístico: o sistema revelaria gradativamente a sua estrutura, à medida que os astrônomos fôssem reunindo dados acurados sôbre as grandezas, características espetrais e movimentos das estrêlas. Recomendou, então, que concentrassem os seus vários métodos de estudo em algumas regiões-amostras do céu — as chamadas Zonas Escolhidas de Kapteyn. Kapteyn precisou de cêrca de trinta anos para desincumbir-se da tarefa que assumira pessoalmente; pouco antes da morte, em 1922, resumiu o trabalho num diagrama que dava o seu quadro da galáxia. Como o de Herschel, apresentava um sistema achatado, com o Sol perto do centro, mas Kapteyn introduziu uma escala de distâncias representando a primeira tentativa para indicar o tamanho aproximado da galáxia.

Na primeira parte dêste século inúmeros astrônomos, provàvelmente, concordavam com Kapteyn em que o próximo grande avanço no conhecimento da Via-láctea viria de uma análise de dados mais precisos e extensos. Na realidade, a seguinte grande elucidação do assunto veio de um lado intei-

ramente inesperado, um estudo que parecia ter pouco, ou quase nada, que ver com a estrutura da nossa galáxia. Tratava-se da investigação de Marlow Shapley, então jovem astrônomo do Observatório de Monte Wilson, dos aglomerados globulares de estrêlas.

O aglomerado globular de estrêlas é um amontoado de estrêlas bastante tênue, notáveis pela sua forma global e extrema densidade central. Já foram observados pelos astrônomos cêrca de 100 aglomerados dêsses. Em 1914, Shapley, seguindo as pegadas de Solon I. Bailey, da Universidade de Harvard, começou a estudar tênues estrêlas variáveis nesses aglomerados, valendo-se do telescópio de 60 polegadas, do Monte Wilson. O tipo mais importante de estrêla variável encontrado em aglomerados globulares é o chamado "variável-aglomerado", estrêla que flutua regularmente em brilho, com período de um dia ou menos. Sabemos que as mais próximas dentre essas variáveis-aglomerados possuem um brilho intrínseco médio equivalente a cêrca de cem vêzes e do nosso Sol. Shapley refletiu que as variáveis-aglomerados encontradas nos mais distantes aglomerados globulares possuem intrìnsecamente o mesmo brilho que seus irmãos vizinhos, e pôde assim deduzir as distâncias aproximadas de cêrca de um quarto dos 100 aglomerados globulares conhecidos. Notou, ademais, um fato bastante curioso anteriormente despercebido; quase sem exceção, os aglomerados globulares se encontram numa das metades do céu. E mesmo nessa metade, não se distribuem uniformemente; apresentam acentuada concentração rumo à grande Nuvem Estelar de Sagitário. Um têrço de todos os aglomerados globulares estão dentro de uma zona que não ultrapassa quatro por cento do céu todo!

Assim, o centro do sistema aglomerado globular de estrêlas era convenientemente localizado dentro de uma zona rela-

tivamente pequena. Era lógico identificar êsse centro com o centro da nossa galáxia. Achava Shapley que tal centro, na direção da Grande Nuvem Estelar de Sagitário, se encontrava a 50.000 anos-luz de distância.

Com êsse trabalho revolucionário, publicado em 1918, fêz Shapley, para a Via-láctea, o que fizera Copérnico para o sistema solar. Assim como havia Copérnico provado não ser a terra o centro do sistema solar, provava Shapley que o nosso sol não era o centro da galáxia, e que se achava, pelo contrário, na borda.

As novas idéias de Shapley de maneira nenhuma foram imediatamente aceitas. Kapteyn, um dos inúmeros céticos, colocou o sol no centro da galáxia no seu diagrama final, dado a lume quatro anos após o anúncio do descobrimento de Shapley. Na época, havia muito boas razões para duvidar da conclusão de Shapley. Kapteyn e outros tinham mostrado, mediante uma decisiva análise das contagens disponíveis de estrêlas, que o número de estrêlas por unidade de volume do céu decrescia em tôdas as direções a partir do sol, o que parecia provar que o sol estava no centro. Essa interpretação podia ser discutida, supondo-se haver um vapor obscurecedor de material interestelar perto do plano central da Via-láctea, que tornava duvidosas as contagens de estrêlas, mas na época a maioria dos astrônomos, inclusive Shapley, acreditavam ser a prova contra a existência de qualquer obscurecimento do gênero.

Duas importantes descobertas, na década de 1920 a 1930, e logo no início da década de 1930 a 1940, resolveram a questão. Pela primeira vez, provaram Bertil Lindblad, da Suécia, e Jan H. Oort, da Holanda, que o nosso sistema galáctico, no seu todo, constitui veloz rotação, e que o centro de rotação se situa numa distância de 25.000 a 30.000 anos-luz na direção

do centro de Shapley para o sistema de aglomerados globulares. Então, Robert J. Trumpler, da Universidade da Califórnia, e Carl Schalen, da Suécia, verificaram que os astrônomos tinham errado em supor não haver nenhum obscurecimento geral interestelar. Demonstraram que a luz de uma estrêla média na faixa da Via-láctea, a uma distância de 5.000 anos-luz de nós, se atenua pela absorção interestelar pelo menos tôda uma grandeza. Os cálculos revistos impostos por tal descobrimento confirmaram as conclusões de Shapley no tocante à direção do centro da galáxia, embora reduzissem a sua distância avaliada de 50.000 a 30.000 anos-luz, e estimativas mais recentes o colocam a 26.000 anos-luz.

Hoje, concordam bastante os astrônomos em tôrno do esbôço geral do sistema da Via-láctea. Talvez saibam os leitores que nos primeiros anos da década de 1950 a 1960, a escala do universo de galáxias — sendo cada galáxia um sistema de Via-láctea de direito — teve o seu valor prèviamente adotado multiplicado por dois, mas felizmente tal mudança não alterou a nossa galáxia caseira, o sistema da Via-láctea, porque a diversidade de estrêlas variáveis cujas distâncias tinham servido de fundamento para o universo de galáxias — e que tinham sido erradamente colocadas a cêrca da metade das suas distâncias atualmente calculadas — têm períodos de variação de luz de diversos dias ou semanas. Para as variáveis de aglomerado, com os seus períodos breves, nenhuma revisão das primeiras estimativas de brilho intrìnseco até hoje se fêz necessária, e todos concordam em que as distâncias derivadas dos aglomerados globulares — e por conseguinte a distância ao centro da galáxia — são mais ou menos certas. Contudo, se é certo que conhecemos o formato geral e o esbôço do nosso sistema, sòmente há pouco começamos a tarefa de preenchimento dos pormenores.

Parece absurdo, mas é um fato, que sabemos muito menos da estrutura pormenorizada da nossa própria galáxia do que de outras, como a Grande Espiral de Andrômeda e as Nuvens Magalânicas. No caso dêsses sistemas externos vizinhos, podemos obter de uma única fotografia uma boa visão geral da disposição das estrêlas e das suas velocidades, e das diferenças em distribuição relativa de, digamos, estrêlas azuis e estrêlas vermelhas. O sistema da Via-láctea, por outro lado, está demasiadamente perto de nós para que o vejamos inteiro. É muito mais simples ter uma impressão geral da disposição de uma grande cidade, de um avião voando a 10.000 pés de altura do que de uma prisão perto do centro da cidade, ou, o que é pior, de um dos subúrbios. O problema dos astrônomos é realmente mais difícil do que êsse, pois dêles se exige estudem a disposição da Via-láctea, de uma prisão suburbana em dia de magnífica neblina! A neblina, naturalmente, é o grande obscurecimento de pó interestelar que flutua perto do plano central da nossa galáxia.

Mas nem por isso é desesperançada a posição do astrônomo. Há vários artifícios por meio dos quais podem ser e foram obtidas chaves importantes e, por intermédio dos novos métodos de rádio, pudemos até penetrar e varar a pesada névoa interestelar local. O nosso sistema da Via-láctea parece uma galáxia espiral, presumìvelmente muito semelhante, em contôrno e aspecto, à Grande Espiral de Andrômeda. Que é que, perguntamos, realmente fixa o padrão espiral? A resposta a essa pergunta foi dada pela primeira vez, claramente, por Walter Baade dos observatórios de Monte Wilson e Monte Palomar. O refletor de 200 polegadas de Palomar e seu irmão menor, o refletor de 100 polegadas do Monte Wilson, revelaram serem os braços espirais da galáxia de Andrômeda mais nìtidamente assinalados em têrmos de estrêlas supergigantes

azuis-brancas com o gás e o pó interestelares a elas ligados. Ninguém sabe ao certo porque deve ser assim, mas é um fato observado. Por analogia, podemos esperar que os estudos dos supergigantes azuis-brancos da nossa galáxia, com o seu pó e gás — sendo o gás visível como as lindas nebulosas gasosas de Órion e Carina, e de outras semelhantes — revelarão alguma coisa sôbre a estrutura espiral da nossa galáxia.

Seguindo as pesquisas de Baade sôbre a galáxia Andrômeda, W. W. Morgan, do Observatório de Yerkes, aplicou os métodos que havia desenvolvido para a determinação do brilho intrínseco de supergigantes azuis-brancos partindo dos seus espetros para descobrir a que distância do sol se encontram as estrêlas que fazem brilhar nebulosas da nossa Via-láctea, e o padrão espiral começou realmente a revelar-se. A pesquisa de tênues nebulosas gasosas ao longo da faixa da Via-láctea tem-se intensificado, nos últimos anos, por meio das estações de observação do hemisfério norte e do hemisfério sul mediante um céu noturno excelente e o auxílio de filtros de côr para eliminar luz estranha, e emulsões fotográficas especiais, sensíveis à côr. Já parece haver pouca dúvida de que as principais secções vizinhas (até 15.000 anos-luz do sol) de três braços espirais, Sagitário, Órion e Perseus, como são chamados, foram localizadas com bastante exatidão; o nosso sol é uma estrêla medíocre, perto da borda interna do braço de Órion (v. diagrama da pág. 110).

Outro auxílio no estudo da estrutura espiral veio de onde menos se esperava. Em março de 1951, H. I. Ewen e E. M. Purcell, em Harvard, captaram a radiação de rádio, de comprimento de onda de 21 centímetros, emitida pelas nuvens de hidrogênio neutro da nossa galáxia. Pela primeira vez, apresentou-se a oportunidade de apanhar uma radiação do hidrogênio neutro, que é o estado mais comum no qual se encontra

o gás mais comum da nossa galáxia. A técnica de rádio para o estudo do hidrogênio oferece, como primeira vantagem, a capacidade de preencher as lacunas entre as nebulosas gasosas brilhantes da nossa galáxia e dar-nos, assim, uma prova mais precisa do formato dos braços espirais. Mas, em segundo lugar, e de maneira até mais importante, a radiação de rádio atravessa, sem obstáculo, o obscurecimento cósmico que eficazmente nos impede fotografar as nebulosas gasosas a uma distância superior a 15.000 anos-luz do sol. A representação da estrutura espiral da Via-láctea foi empreendida em base sistemática por J. H. Oort, H. C. van de Hulst e seus companheiros na Holanda, e desde então continuada por grupos norte-americanos e australianos. A ilustração mostra até que ponto chegamos hoje. O sistema da Via-láctea começou realmente a revelar o seu padrão espiral!

Embora o mais espetacular progresso dos últimos anos tenha sido o esbôço dos braços espirais nas partes externas da nossa galáxia, o estudo da região central não tem sido ignorado. A busca de estrêlas variáveis na secção Sagitário central da Via-láctea provou ser extremamente compensadora com, literalmente, centenas de componentes da variedade aglomerado-globular de breve período nos poucos campos pequenos em direção à nuvem de estrêlas central, os quais se acham relativamente livres de obscurecimentos. Os estudos de Baade sôbre a galáxia Andrômeda tinham mostrado que espécie de estrêlas diversas das envolvidas nos braços espirais habitam as nuvens nucleares estelares de galáxias como a nossa. Enquanto nas partes espirais de uma galáxia se nos deparam, na sua maioria, objetos da População I — estrêlas azuis-brancas, gás e pó interestelares, aglomerados soltos de estrêlas — outra variedade, População II — estrêlas gigantes vermelhas, vários tipos de anões e variáveis-aglomerados — parecem preponderar

nas partes centrais da nossa Via-láctea e, uma ou outra vez, também nos aglomerados estelares globulares. O esquema geral da distribuição das estrêlas da População I e da População II está indicado no diagrama da página 45. Êsse sortimento das duas — e possìvelmente mais — Populações constitui compensador campo de estudo do astrônomo; os resultados parecem ter importante influência em tôda a grande questão do nascimento e da evolução estelar, com a População I representando as variedades mais jovens, por assim dizer, objetos còsmicamente apanhados logo após o nascimento e no ato de uma rápida evolução.

Os estudos baseados no rádio também estão-se revelando de grande interêsse no conhecimento das regiões centrais do nosso sistema da Via-láctea. Os estudos com maiores comprimentos de onda suplementam a pesquisa com 21 centímetros de comprimento. Não sabemos ainda o que é que causa a forte radiação na faixa de ondas de metros, mas é realmente intensa, e parece vir diretamente do próprio âmago da nossa galáxia caseira.

E assim, devagar e metòdicamente, continua a marcha do progresso para uma compreensão mais profunda dos mistérios da nossa Via-láctea. Vemos aumentada a beleza da Via-láctea ao se nos antolhar um sistema de estrêlas com o fito e a majestosidade da nossa enorme galáxia da Via-láctea.

A ESTRUTURA ESPIRAL DA GALÁXIA

por W. W. Morgan

Há trinta anos, o grande astrônomo norte-americano George Ellery Hale publicou um livrinho que esboçava o quadro da nossa galáxia, a Via-láctea, tal qual se apresentava aos astrônomos da época. Supunha-se que a galáxia era um disco gigantesco com formato de relógio, sistemas estelares mais ou menos uniformemente distribuídos através do disco e o nosso Sol incrustado nêle a meio do caminho, entre as faces achatadas. Os astrônomos não concordavam quanto ao tamanho da galáxia (as estimativas do seu diâmetro variavam de 30.000 a 300.000 anos-luz), e havia acirrada disputa quanto ao ponto de fazerem parte do nosso sistema as nebulosas espirais observadas no céu, ou constituírem outras galáxias.

Possuímos hoje um quadro bastante diferente da nossa galáxia, que ilustra de maneira dramática os grandes progressos astronômicos realizados numa simples geração. Sem tentarmos rever êsses progressos, já pormenorizadamente discutidos em capítulos precedentes, limitar-nos-emos a descrever o quadro presente e alguns dos mais recentes descobrimentos que o revelaram.

Dois desenvolvimentos deram aos astrônomos o início da sua concepção da estrutura da nossa galáxia: 1) o descobrimento de que a Via-láctea gira no espaço como gigantesca roda, e 2) a íntima observação da grande nebulosa de Andrô-

meda, vizinha galáxia que tem quase o mesmo tamanho que a nossa e que também gira. A nebulosa de Andrômeda tinha um formato espiralado, com braços brilhantes como as rodas de fogo de quatro de julho. Se êsse sistema possui braços espirais, por que não haveria de ter estrutura espiralada a nossa galáxia rotativa? Não podemos ver inteira a nossa galáxia, por a estarmos vendo do interior. Mas a investigação dos pormenores da estrutura da nebulosa de Andrômeda deu aos astrônomos a chave da maneira pela qual examinar o nosso sistema.

Um dos mais belos característicos da nebulosa de Andrômeda são os seus longos braços espiralados, assinalados por grandes cordões de estrêlas supergigantes azuis. Circundando essas estrêlas quentes há imensos halos de hidrogênio luminoso, ionizado, medindo de 80 a 250 anos-luz em diâmetro. E ao longo das bordas dos braços brilhantes se encontram grandes nuvens de pó. Todos êsses característicos, agora se reconhece, são próprios das galáxias espiraladas. Conseqüentemente, quando os astrônomos começaram a procurar sinais de estrutura espiralada na nossa galáxia, procuraram tais característicos.

O fato de numerosas estrêlas quentes da Via-láctea serem circundadas por regiões de hidrogênio luminoso já fôra observado muito antes por Otto Struve, nos Estados Unidos, e por outros astrônomos, na Europa. A existência de tais regiões de gás ionizado ao redor de quentíssimas estrêlas fôra predita antes pelo astrônomo dinamarquês Bengt Stroemgren, o qual refletiu que as estrêlas deviam ionizar o hidrogênio em volta delas por uma distância dependente da temperatura da esrtêla. Nos Observatórios de Monte Wilson e Monte Palomar, Walter Baade havia descoberto que os braços espiralados externos da nebulosa de Andrômeda eram definidos por longas

filas de regiões de emissão gasosa, ou nuvens de hidrogênio luminoso.

Em 1951, um grupo da Universidade de Chicago empreendeu o estudo das regiões ionizadas de tal tipo na nossa galáxia, para verificar se estavam dispostas em padrões definíveis de espaço. A fim de determinar se formavam um padrão qualquer, tivemos em primeiro lugar de achar a distância de cada nuvem luminosa da terra, o que pôde ser determinado, medindo-se a distância das estrêlas quentes às quais se ligava cada halo ionizado. O método da medida usado foi a observação dos espetros das estrêlas – poderoso instrumento que se desenvolveu, pela primeira vez, no Monte Wilson, há cêrca de quarenta anos, e desde aí melhorou consideràvelmente Pela natureza espetral da luz emitida por uma estrêla é possível avaliar-lhe o brilho intrínseco, e, em seguida, calcular-lhe a distância, comparando-se êsse brilho à quantidade de luz que nos atinge após percorrer o espaço, ou seja, o brilho aparente da estrêla.

No outono de 1951, o trabalho de localização das posições das nuvens de hidrogênio ionizado na nossa galáxia foi recompensado com o descobrimento dos primeiros esboços de padrão. Na vizinhança do Sol, situavam-se dois grupos bem definidos de nuvens de hidrogênio luminoso; cada grupo formava uma faixa longa, estreita, e as duas faixas estavam separadas por um espaço sombrio. A comparação dessas faixas com fotografias dos braços espiralados da nebulosa de Andrômeda mostrava conclusivamente serem elas segmentos de dois braços espiralados da nossa galáxia. Os dois segmentos, cada um com cêrca de 10.000 anos-luz de comprimento, eram paralelos um ao outro e encontravam-se separados por uma distância de 7.000 anos-luz. O nosso Sol ficava perto da borda interna do braço mais próximo do centro da nossa galáxia.

Ambos os braços estavam juncados de estrêlas supergigantes azuis. Outra confirmação de que eram realmente braços espiralados vinha do conhecido fato de não estarem longe de nós as densas nuvens de pó, características dos braços espiralados.

O braço em que o Sol se situa inclui também os supergigantes azuis e as nuvens de hidrogênio da constelação de Órion e da nebulosa América do Norte. No braço mais distante do centro da galáxia está o aglomerado de estrêlas duplas gigantes em Perseu.

Os nossos estudos indicavam um terceiro braço espiral, mais perto do centro galáctico do que o que abraçava o Sol. Uma investigação posterior, levada a efeito conjuntamente pela Universidade de Chicago e A. E. Whitford e Arthur D. Code, da Universidade de Wisconsin, confirmou a existência do braço. Dista de nós cêrca de 4.500 anos-luz, na direção do centro da galáxia. Inclui algumas das mais brilhantes nuvens gasosas conhecidas, situadas na constelação de Sagitário.

Tais descobrimentos foram em breve confirmados e ampliados por um meio inteiramente diverso de investigação, o novo e poderoso instrumento da radioastronomia. Depois de alguns meses de haver o grupo de Chicago (Stewart Sharpless, Donald Osterbrock e o autor) anunciado a localização dos dois primeiros braços espiralados, um grupo australiano declarou haver localizado, mediante um radiotelescópio, concentrações de átomos de hidrogênio que evidenciavam estrutura espiralada. E a informação, por W. N. Christiansen e J. V. Hindman, da Organização de Pesquisa Industrial e Científica da Comunidade, foi seguida de outros descobrimentos por um grupo holandês chefiado por J. H. Oort.

Os átomos de hidrogênio do espaço irradiam radioenergia com um comprimento de onda de 21 centímetros. O signifi-

cado e utilidade do achado estão amplamente expostos por Harold Ewen no seu capítulo sôbre o assunto. Com essa linha de hidrogênio é possível descobrir concentrações de hidrogênio e determinar-lhes as direções a partir de nós, mas é mais difícil medir-lhes as distâncias. Nas observações que envolviam o efeito Doppler, descobriram-se chaves para as distâncias. Se u'a massa de hidrogênio se move para nós, a sua linha rádio "espetral" deve deslizar para comprimentos menores de onda; se se move em sentido contrário, a linha deve deslizar para comprimentos maiores de onda. Os radioastrônomos observaram certo número de tais deslizamentos, e em alguns casos notaram dois deslizamentos separados na mesma linha de visão, indicando duas nuvens diferentes a se moverem com diferentes velocidades. Construindo um modêlo da nossa galáxia rotativa, que mostrava quais seriam as velocidades rotativas em distâncias diversas do centro, puderam determinar as posições das concentrações de hidrogênio.

Com um radiotelescópio, Oort e seus colaboradores holandeses confirmaram a existência do braço espiral em que jaz o Sol e também do segundo braço, cêrca de 7.000 anos-luz mais distante do centro da galáxia, o qual contém o aglomerado duplo de Perseu. Puderam esboçar êste último braço por uma distância que cobria cêrca de metade da circunferência da galáxia.

Uma das grandes vantagens do radiotelescópio é poder "ver" muito mais que os instrumentos ópticos, pois penetra e atravessa as nuvens de pó do espaço. Assim, os astrônomos holandeses ampliaram as explorações e lograram descobrir braços espiralados mais distantes. Encontraram um tênue braço externo a 20.000 anos-luz de nós na direção que se afasta do centro da galáxia, e recentemente localizaram dois braços entre nós e o centro galáctico. Além disso, exploraram a região

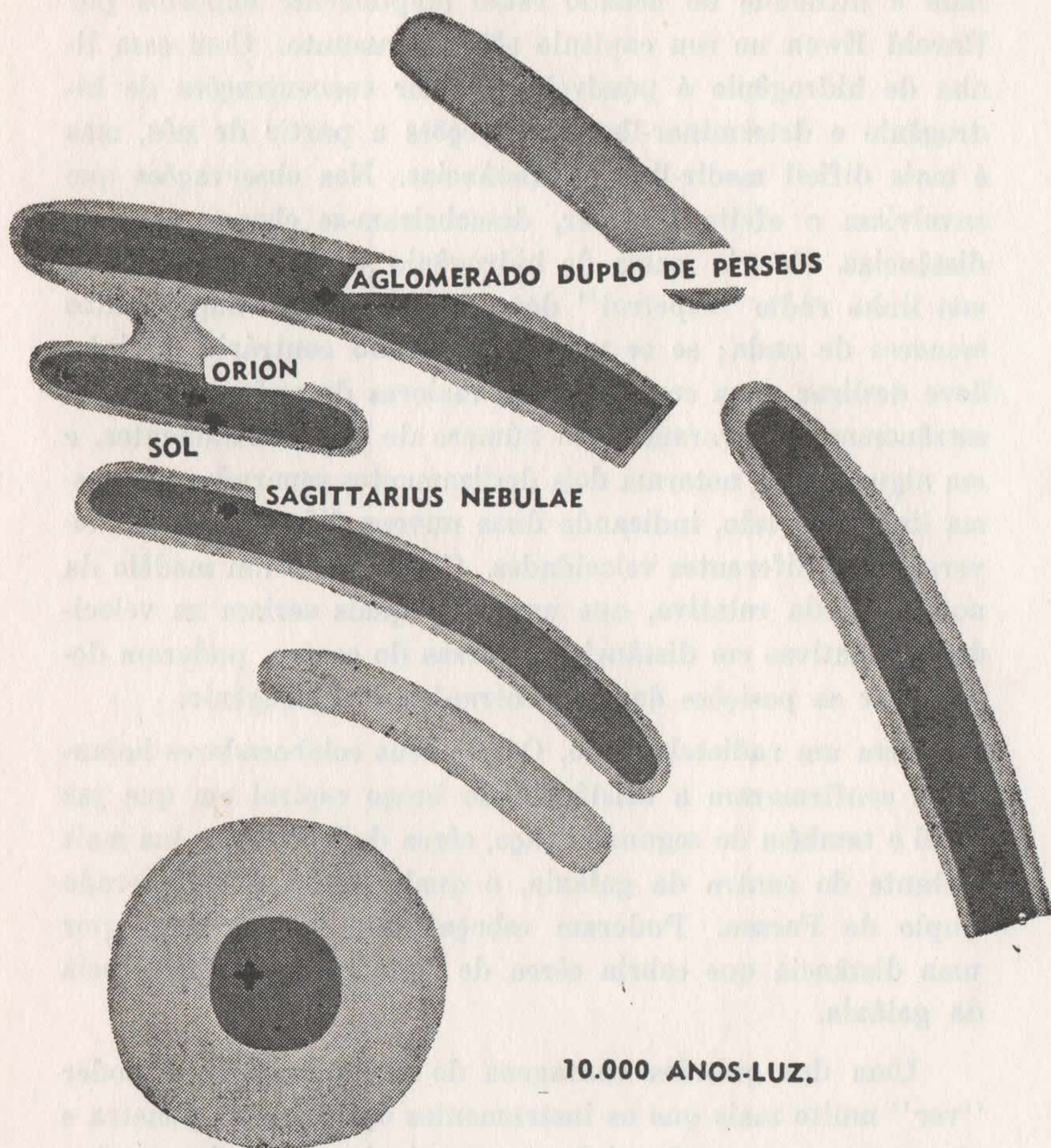



FIG. 9 — Braços espiralados da Via-láctea estão localizados neste mapa preliminar, principalmente com base nas rádio-observações feitas na Holanda. O centro da galáxia está na parte inferior, à esquerda. O braço na parte superior do centro é provàvelmente o braço exterior da Via-láctea.

do próprio centro e perceberam que se acha em estado muito turbulento, com átomos de hidrogênio a se moverem com velocidades maiores que as da nossa vizinhança.

O diagrama da página 119 resume o nosso quadro da galáxia. No centro da galáxia está uma região brilhante, com um diâmetro de uns 20.000 anos-luz, cheia de hidrogênio e elevado estado de turbulência. A uns 15.000 anos-luz de distância do centro jaz o primeiro braço espiralado. Há um segundo braço a cêrca de 21.000 anos-luz, para fora; o terceiro, no qual se situa o Sol, se encontra a cêrca de 27.000 anos-luz do centro. Mais além, a uns 35.000 anos-luz de distância, acha-se um grande braço espiralado de formato aproximadamente circular. Mais distante ainda, existe um braço tênue, fortemente inclinado, a uma distância da ordem de 40.000 anos-luz do centro. Trata-se, provàvelmente, do braço mais externo do nosso sistema galáctico.

A estrutura espiralada se superpõe num sistema em formato de disco, liso, sem característicos, cujo brilho aumenta em direção ao centro. No próprio centro há um núcleo pequeno, brilhante. Em virtude de pesadas nuvens de pó, êsse núcleo não tem sido observado visualmente nem fotogràficamente. Descobriu-o a radioastronomia.

O quadro é, naturalmente, incompleto. Com outras explorações, os pormenores se tornarão mais claros e a estrutura geral da nossa galáxia passará a ser mais precisamente delineada.

A SUPERGALÁXIA

por Gérard de Vaucouleurs

O homem adquiriu o seu conhecimento do universo quase na mesma maneira pela qual a criança conhece a sociedade de que faz parte. Assim como a criança que cresce vai ficando progressivamente a par de instituições mais amplas da organização humana — família, vizinhança, cidade, etc. — chegaram os astrônomos, nos últimos quatrocentos anos, a reconhecer a disposição hierárquica dos céus. Êsse crescimento astronômico ainda continua. Bem recentemente, dispúnhamos do seguinte quadro do universo no seu todo: o Sol fazia parte de uma galáxia de estrêlas, além da qual se disseminavam outras galáxias sem organização aparente. Dispomos agora da prova de que a nossa galáxia e as que lhe estão relativamente perto formam uma galáxia de galáxias, a que se poderia dar o nome de supergaláxia.

Para apreciarmos o significado de tal descobrimento devemos considerá-lo à luz da dilatada luta do homem para se situar no universo. A mais tenaz ilusão dos nossos antepassados era, como é das crianças, serem o centro da criação. Quando Copérnico anunciou, em 1543, que se poderia arquitetar um "sistema do mundo" mais satisfatório, na hipótese de a terra se mover ao redor do Sol, deu o primeiro passo ousado. Os homens, contudo, não abandonam fàcilmente as ilusões infantis. A revelação deflagrou uma luta que iria ferir-se durante dois séculos, antes que a nova hipótese helio-

cêntrica do universo vencesse. E mesmo assim foi incompleto o triunfo. Os astrônomos, acreditando terem sido afugentadas de vez as ilusões egocêntricas, começaram complacentemente a desenvolver a astronomia sôbre a hipótese implícita de ocupar o nosso Sol uma posição central no sistema de estrêlas e no universo. Essa ilusão persistiu quase que até hoje, reaparecendo constantemente sob novos disfarces.

Pela metade do século dezoito, os filósofos e os astrônomos conheciam muito bem o problema da posição do Sol entre as estrêlas. Emanuel Swedenborg, da Suécia; Thomas Wright, da Inglaterra, Immanuel Kant, da Alemanha, e Jean Lambert, da Alsácia, todos emitiram a idéia de ser a Via-láctea sinal, na esfera celeste, do sistema de estrêlas maior, a que pertencia o nosso Sol. Deram mais um passo até e discutiram a possível existência de outros sistemas estelares além do nosso, hipótese popularizada durante o século dezenove como teoria dos universos-insulares. Alguns, como Lambert, consideraram um universo feito de uma hierarquia de sistemas de tamanho e conteúdo cada vez maior, *ad infinitum*. Tal idéia afastara os astrônomos do século dezenove com fundamento em razões simplesmente matemáticas; todavia, alguns pesquisadores do século vinte tentaram revivê-la, como explica George Gamow, no primeiro capítulo dêste livro.

Graças aos progressos da instrumentação, a especulação, no reinado da cosmologia, possui imenso corpo de observações para hoje guiá-la e sustentá-la. Bart Bok, no seu capítulo sôbre a Via-láctea, narrou a história da maneira pela qual o trabalho da última geração na astronomia estabeleceu os principais esboços da estrutura da galáxia e, irrevogàvelmente, afastou o nosso Sol do centro para um ponto que se avizinha da borda. Todo progresso subseqüente confirmou o quadro substancialmente como fôra feito por Harlow Shapley nos pri-

meiros anos da década de 1920 a 1930. Em 1927, Bertil Lindblad, da Suécia, e Jan Oort, da Holanda, mostraram que a galáxia gira e que o seu centro de rotação concorda com o centro localizado por Shapley. Ùltimamente, como demonstra W. W. Morgan, no capítulo precedente, a estrutura espiral da nossa galáxia foi desenvolvida e os astrônomos se ocupam atualmente com o preenchimento dos pormenores.

Uma vez elucidada a natureza do nosso sistema estelar, podia ser resolvido o debate em tôrno dos universos-insulares. Durante o século dezenove e os primeiros anos do vigésimo foram apresentados argumentos pró e contra a existência de galáxias externas semelhantes à nossa. Em 1917, G. W. Ritchey, do Observatório de Monte Wilson, descobriu uma estrêla explosiva, ou nova, na grande nebulosa espiral de Andrômeda, o que deu origem a uma cadeia de investigações as quais culminaram em 1924, quando o falecido Edwin P. Hubble, de Monte Wilson, logrou fotografar variáveis cefeidas na espiral de Andrômeda. Com tal meio de avaliar a distância da nebulosa, ficou finalmente provado ser ela um sistema estelar externo.

Na década seguinte, a exploração do universo além dos limites da nossa galáxia progrediu por saltos e pulos até que se atingisse o extremo limite de penetração dos maiores telescópios, a distâncias da ordem de um bilhão de anos-luz do nosso microscópico planêta. A exploração foi necessàriamente apressada e apenas esboçado o quadro do universo obtido, fato que os astrônomos conhecem de sobejo, mas que tem sido amplamente desleixado pelos cosmólogos teóricos, e, na esteira dêles, pelos escritores científicos populares. A fim de formarem um quadro por alto da distribuição das galáxias no espaço, tiveram os astrônomos de usar uma técnica de amostra semelhante à de Herschel e Kapteyn. Fotografaram-se partes

escolhidas do céu, contaram-se galáxias e derivou-se daí um quadro médio ou suavizado da sua distribuição. O método é bom, mas não se lhe podem desprezar os inconvenientes. Dêle saiu, na década de 1930 a 1940, uma descrição do universo na qual se consideram as galáxias disseminadas mais ou menos ao acaso — é o chamado "campo geral", salvo em alguns pontos em que surgem aglomerados de nebulosas.

De repente, começaram a aparecer outras provas. Completas explorações de um determinado número de zonas do céu, feitas por Shapley e pelos seus colegas do Observatório de Harvard, indicavam que as galáxias tendem em geral a formar grupos e aglomerados de vários tamanhos. Essa tendência ao aglomerado foi mais tarde confirmada por Fritz Zwicky, no Monte Palomar, e por C. D. Shane e seus colaboradores, no Observatório de Lick. Zwicky chegou a afirmar que os aglomerados de galáxias constituem mais regra do que exceção e a sugerir que "o espaço... pode ser dividido em 'células de aglomerados' (que) enchem o universo tal qual enchem as bôlhas um volume de água com sabão".

Surgiu então o problema de determinar se a nossa galáxia faz parte de tal aglomerado. Na verdade, há mais de vinte anos que os astrônomos sabem que a nossa galáxia pertence a um pequeno aglomerado de umas doze ou mais nebulosas, o chamado "grupo local" que inclui a Via-láctea, as vizinhas Nuvens Magalânicas, a espiral de Andrômeda e os seus satélites, a espiral em Triangulum e várias outras nebulosas. Contudo, o grupo, supunha-se, era mais ou menos isolado no "campo geral".

Uma ou outra advertência dizia que talvez não fôsse tão simples a situação. Talvez não estivessem os filósofos do século dezoito tão distantes do alvo na contemplação de uma hierarquia de sistemas. Em 1922, o astrônomo sueco C. V. L.

Charlier demonstrou de que maneira podia um universo infinito ser feito de tal hierarquia de sistemas a fim de evitar as dificuldades apresentadas pelos matemáticos do século dezenove. Tentou até encontrar provas na distribuição de nebulosas catalogadas para uma "galáxia da segunda ordem", nome que dava ao supersistema de galáxias. Durante êsses últimos vinte anos, outros astrônomos suecos, K. Lundmark e os seus discípulos E. Holmberg e A. Reiz realizaram outras tentativas mediante métodos estatísticos, não chegando, todavia, a uma conclusão definida.

Fazia-se mister, evidentemente, um caminho mais direto. Se a distribuição de aglomerados globulares proporcionava a chave para o plano do sistema galáctico, mostraria o simples estudo da distribuição de galáxias brilhantes a existência de um sistema supergaláctico? Já em 1923 o astrônomo amador britânico, J. H. Reynolds, chamara a atenção para a singular aglomeração de espirais brilhantes ao longo de um grande círculo que atravessava a Via-láctea perto da longitude galáctica de 100 graus. O significado de tal observação não era claro na época, quando ainda se mantinha duvidosa a questão de saber se são ou não universos-insulares as nebulosas espirais. Em 1932, veio a lume a Exploração Harvard das Galáxias Brilhantes, lista de mais de 1.200 das mais brilhantes galáxias do céu. O mal dêsses objetos (ver a página precedente) confirma surpreendentemente o descobrimento de Reynold. É um mistério o não haver atraído a atenção geral por tão longo tempo a notável distribuição.

No ano passado, publicou o autor um artigo preliminar no *The Astronomical Journal,* com o intuito de chamar a atenção para a prova então existente de uma "supergaláxia local". O gigantesco sistema de galáxias parece ser um aglo-

merado fortemente achatado, com diâmetro de talvez 40 milhões de anos-luz, na escala de distâncias cósmicas recentemente revista, e com espessura de alguns milhões de anos-luz. A sua população de galáxias, não ainda contada, deve ser da

270

N

180

0

90

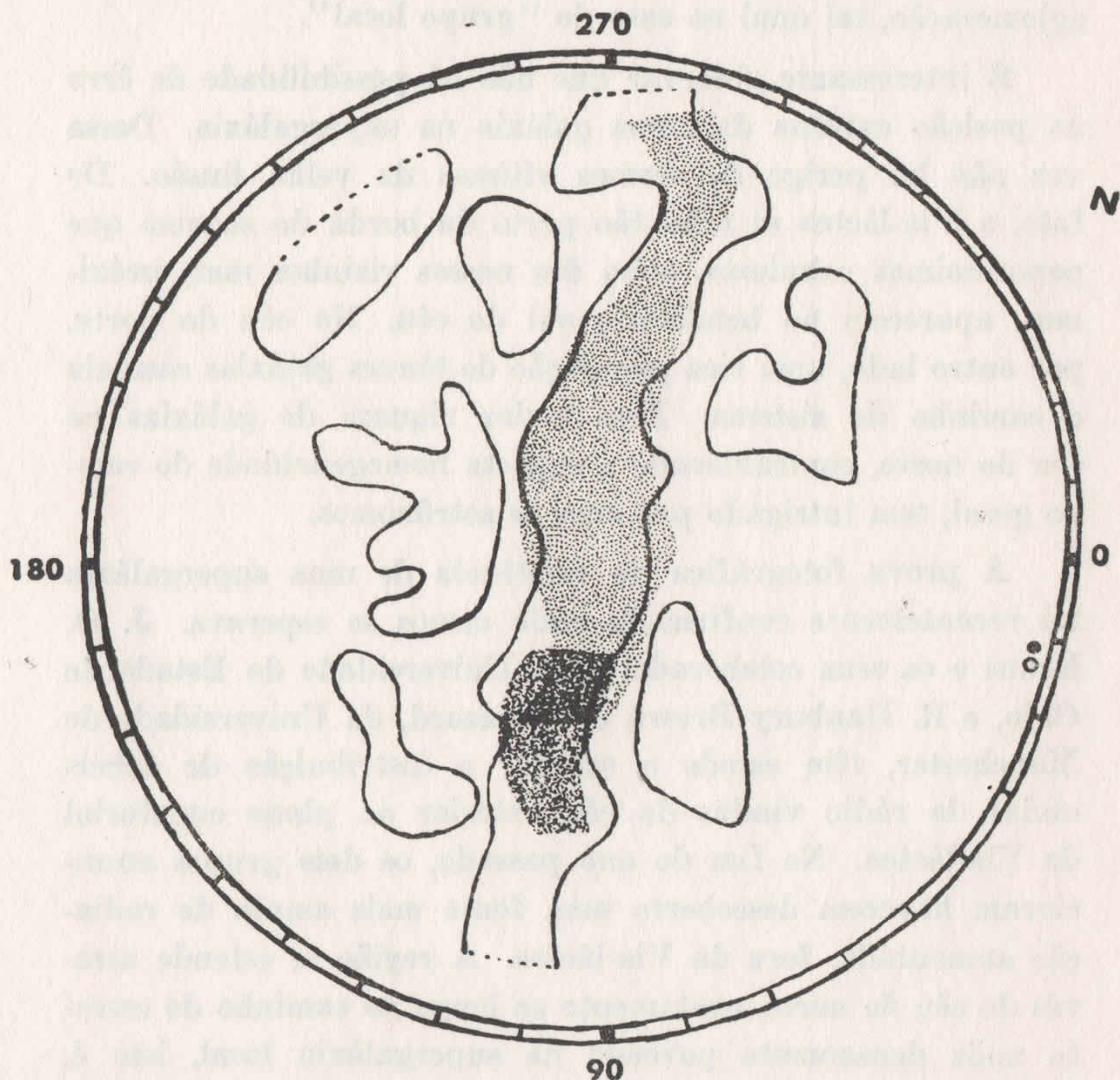



FIG. 10 — A radiação de radiofreqüência (zonas pontilhadas cinzentas) do plano central da supergaláxia local coincide intimamente com o contôrno central de galáxias brilhantes (zonas brancas, encerradas por linhas pretas) contadas em filmes fotográficos do hemisfério galáctico do norte. A zona cinzenta escura representa as rádio-observações feitas na Universidade de Manchester. O ponto negro na extrema direita indica o pólo supergaláctico do norte dado pelas rádio-observações. O círculo aberto, logo abaixo do ponto negro, indica o pólo dado pela contagem fotográfica de galáxias.

ordem de dezenas de milhares. O núcleo central está aproximadamente assinalado pelo conhecido aglomerado de galáxias da Virgem, a uns 15 milhões de anos-luz de distância. No interior da supergaláxia local há muita irregularidade e subaglomeração, tal qual no caso do "grupo local".

É interessante observar que não há possibilidade de êrro na posição externa da nossa galáxia na supergaláxia. Dessa vez não há perigo de sermos vítimas da velha ilusão. De fato, a Via-láctea se acha tão perto da borda do sistema que pouquíssimas nebulosas, além dos nossos vizinhos mais próximos, aparecem no hemisfério sul do céu. No céu do norte, por outro lado, uma rica população de tênues galáxias assinala o caminho do sistema. Essa maior riqueza de galáxias no céu do norte, contradizendo a suposta homogeneidade do campo geral, tem intrigado por anos os astrônomos.

A prova fotográfica da existência de uma supergaláxia foi recentemente confirmada onde menos se esperava. J. D. Kraus e os seus colaboradores da Universidade do Estado de Ohio, e R. Hanbury Brown e C. Hazard, da Universidade de Manchester, têm estado a estudar a distribuição de débeis ondas de rádio vindas do céu exterior ao plano equatorial da Via-láctea. No fim do ano passado, os dois grupos anunciaram haverem descoberto uma fonte mais ampla de radiação aumentada, fora da Via-láctea. A região se estende através do céu do norte, exatamente ao longo do caminho do estrato mais densamente povoado da supergaláxia local, isto é, ao longo do equador supergaláctico. Baseado nas suas radio-observações, situa Kraus o pólo supergaláctico norte a uma longitude galáctica de 13 graus e a uma latitude de + 5 graus; a distribuição de nebulosas brilhantes tinha colocado o pólo na mesma latitude galáctica e numa longitude de 15 graus.

Não é realmente de surpreender que a supergaláxia emita ondas de rádio, pois sabemos que algumas das galáxias mais vizinhas, e na verdade a própria Via-láctea, são fontes de tal radiação. Quando soubermos mais em tôrno da intensidade da radioemissão de vários tipos de galáxias, será talvez possível avaliar a população total da supergaláxia total sem a contagem de nebulosas em chapas fotográficas. Ou talvez a comparação dos resultados pelos dois métodos dê algumas sugestões para o problema de saber se o ruído de rádio cósmico vem das galáxias ou do espaço entre elas.

0 10 20 30 40
MILHÕES DE ANOS-LUZ

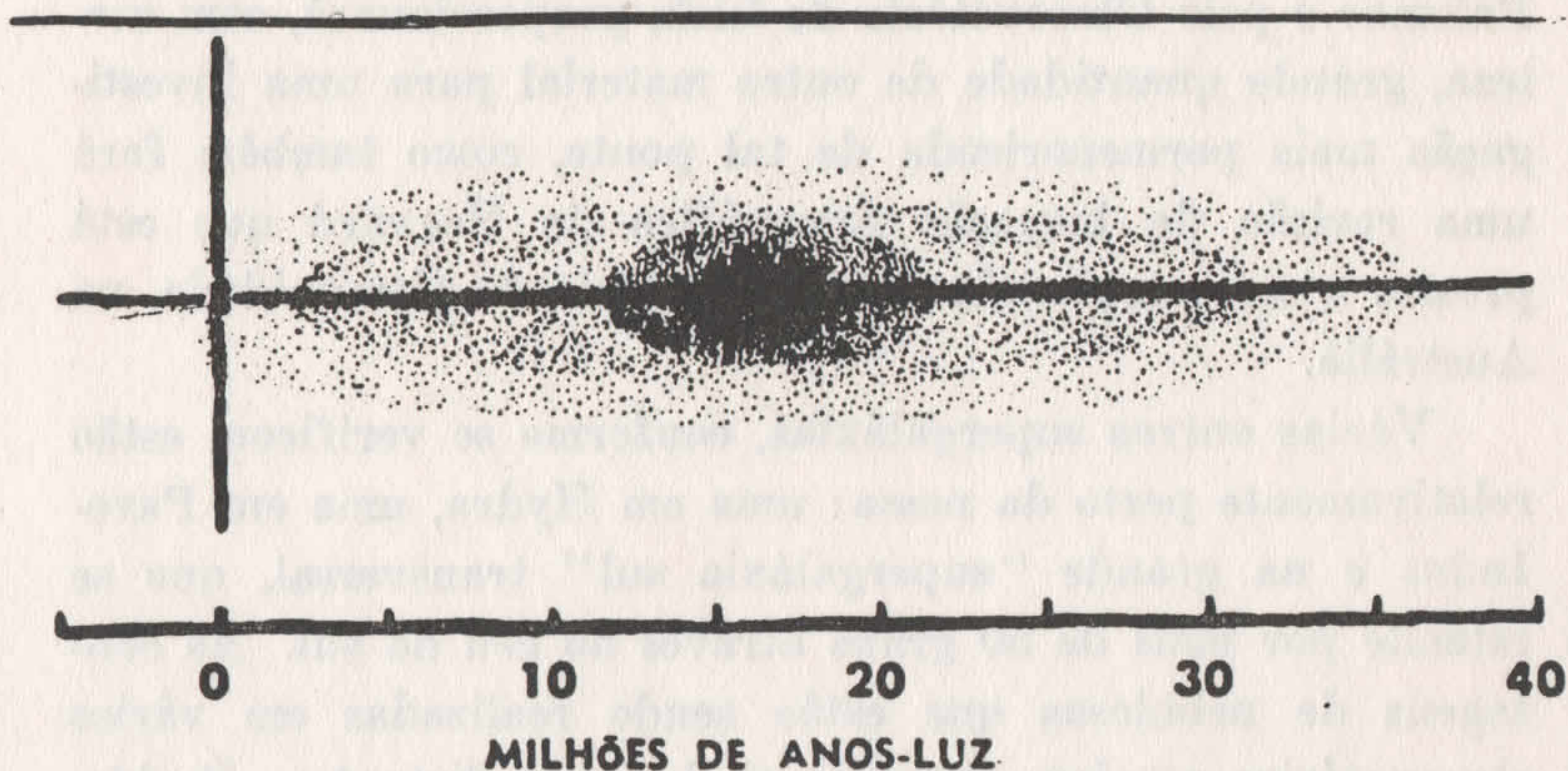



FIG. 11 — O corte seccional esquematico da supergaláxia total mostra o seu forte achatamento. O plano central da nossa galáxia, indicado à esquerda, a partir da extremidade e em escala muito exagerada, encontra-se em ângulo reto com o plano central da supergaláxia. O centro da supergaláxia está na direção da constelação da Virgem.

É razoável esperar, de qualquer forma, que o reconhecimento do supersistema local de galáxias esclareça o campo da pesquisa extragaláctica, mais ou menos como nos permitiu o reconhecimento do sistema estelar da Via-láctea compreender a distribuição e o movimento das estrêlas dentro dêle. Em 1951, a Sra. V. Cooper Rubin, pertencente então à Universi-

dade de Cornell, empreendeu uma investigação original, e até heterodoxa, das velocidades radiais de aproximadamente 100 galáxias brilhantes. Os seus resultados pareceram indicar que a "metagaláxia interior" (regiões mais próximas do espaço extragaláctico) é rotativa. A rotação registrada, embora não definidamente estabelecida, talvez seja realmente propriedade da supergaláxia local. O forte achatamento do sistema parece indicar que é rotativo. Uma nova inspeção das velocidades radiais de aproximadamente 1.000 galáxias, que será brevemente publicada pelos Observatórios de Monte Wilson e Palomar e pelo Observatório de Lick, proporcionará, com certeza, grande quantidade de outro material para uma investigação mais pormenorizada de tal ponto, como também fará uma revisão da inspeção fotográfica de Harvard que está prestes a ser completada no Observatório da Comunidade, na Austrália.

Várias outras supergaláxias, conforme se verificou, estão relativamente perto da nossa: uma em Hydra, uma em Pavo-Indus e na grande "supergaláxia sul" transversal, que se estende por mais de 50 graus através do céu do sul. As contagens de nebulosas que estão sendo realizadas em vários observatórios revelam sistemas ainda mais distantes. Problema do futuro é saber se tais sistemas constituem, por sua vez, outro sistema mais gigantesco de supergaláxias imaginado na cosmologia de Lambert-Charlier.

A EVOLUÇÃO DAS GALÁXIAS

por Cecília H. Payne-Caposchkin

Cada vez que contemplamos a natureza, vemos formas espirais: o feto que se abre, o caracol, o náutilo, o furacão, a xícara de café agitada, a água que esguicha de um recipiente. Talvez não devêssemos espantar-nos de ver espirais nos grandes sistemas de estrêlas que turbilhonam no espaço. Todavia, continuam a ser uma grande pergunta que intriga. Por que são espirais algumas galáxias e outras não? Quais as fôrças que obrigam uma galáxia a assumir o formato de gigantesca roda de fogo de artifício? As galáxias espiraladas nos dão indicações quanto à evolução do universo? Essas perguntas têm estimulado a imaginação dos astrônomos durante 100 anos.

Foi há pouco mais de um século que o astrônomo irlandês William Parsons, terceiro duque de Rosse, contemplando o céu através do seu telescópio refletor de 6 pés, em Parsonstown, reconheceu uma nebulosa espiral, o "sorvedouro" nos Cães Caçadores que perseguem a Grande Ursa através do céu boreal. Lorde Rosse ficou excitadíssimo com o descobrimento. A estrutura espiralada, na natureza, sempre significa crescimento, movimento, mudança. Como lorde Rosse observou: "Parece improvável ao máximo existir tal sistema sem movimento interno." Achava que indicava a operação de leis dinâmicas no espaço, as quais "talvez possamos imaginar estarem ao nosso alcance."

Quanto mais, porém, lorde Rosse estudava as nebulosas espiraladas, tanto "mais misteriosas e mais inaproximáveis" as via. À medida que aumentava o poder dos telescópios, tornava-se a estrutura "mais complicada e mais diferente de qualquer coisa que a nós próprios representássemos como resultado de qualquer forma de lei dinâmica cujo similar se nos depara no nosso sistema (estelar)".

Não sabia lorde Rosse que o nosso sistema, a Via-láctea, também é uma galáxia espiralada. Nem tampouco compreendiam os astrônomos que as tênues nebulosas apresentadas pelos seus telescópios eram universos-insulares como o nosso, a distâncias muito maiores que as que supunham. Se houver mudança e evolução nessas distantes galáxias rotativas, não poderá o homem percebê-los nem em décadas, nem em centenas, nem talvez em milhares de anos. Com efeito, a ausência de qualquer mudança visível foi uma das coisas que, mais tarde, ajudou os astrônomos a compreender como devia ser o universo muito mais vasto do que jamais fôra sonhado.

Um século de trabalho dos astrônomos nos levou pouco mais perto da explicação do porquê das galáxias espiraladas. Mas sabemos bastante em tôrno do como. Examinamos-lhes a estrutura mediante os grandes telescópios e determinamos muitos dos pormenores. Visto que as galáxias espiraladas tendem a ser as mais brilhantes e importantes no céu, julgou-se, a princípio, que a maioria das galáxias era espiralada, mas os grandes telescópios têm revelado um número cada vez maior de nebulosas não espiraladas. Hoje, é-nos dado dividir as galáxias em três tipos gerais: irregular, espiral e elíptica. Cada vez mais cresce a suspeita de representarem êsses tipos três estágios da evolução de uma galáxia. A maioria das galáxias elípticas é pequena e tênue; as galáxias espiraladas são quase tôdas grandes e brilhantes.

Para o estudo das galáxias espiraladas, constitui ponto sem rival a grande espiral de Andrômeda. Provàvelmente é a que mais perto de nós se encontra, e é indubitàvelmente uma das maiores e mais brilhantes. A espiral de Andrômeda já concedeu grandes satisfações aos astrônomos. Foi o descobrimento das brilhantíssimas cefeidas variáveis (estrêlas pulsantes) na espiral de Andrômeda, em 1925, que mostrou, conclusivamente, serem as espirais longínquos universos insulares. As mesmas estrêlas proporcionaram a unidade de medida da imensidade das galáxias. E como são imensas estas ficou sublinhado êste ano por algumas observações que duplicaram tôdas as distâncias estelares. A espiral de Andrômeda também cedeu, através do estudo espetroscópico, o segrêdo da rapidez com que giram as galáxias, tornando, dessarte, possível calcular-lhes as massas. Finalmente, a espiral Andrômeda revelou a existência de duas distintas populações numa galáxia, e tal descobrimento iluminou todo o problema da evolução galáctica.

As duas populações da espiral de Andrômeda combinam-se para dar ao sistema o aspecto característico. Os braços espiralados se compõem da População I, nuvens de gás luminoso, pó e estrêlas brilhantes, dentre as quais as mais brilhantes são azuis e cêrca de 100.000 vêzes mais luminosas que o nosso Sol. O corpo da galáxia, abrangendo quase 90 por cento das suas aproximadamente 100.000 milhões de estrêlas, consiste na População II. Essas estrêlas são muito menos brilhantes que as estrêlas azuis da População I; as mais brilhantes são gigantes vermelhos cêrca de 200 vêzes mais brilhantes que o nosso Sol. O corpo da galáxia não tem absolutamente estrutura espiral. Quase não tem característico, tratando-se de massa algo achatada, grandemente concentrada no centro, e atenuando-se uniformemente em direção às bordas. Quando a População II é a mais densa, desconhece-se a População I.

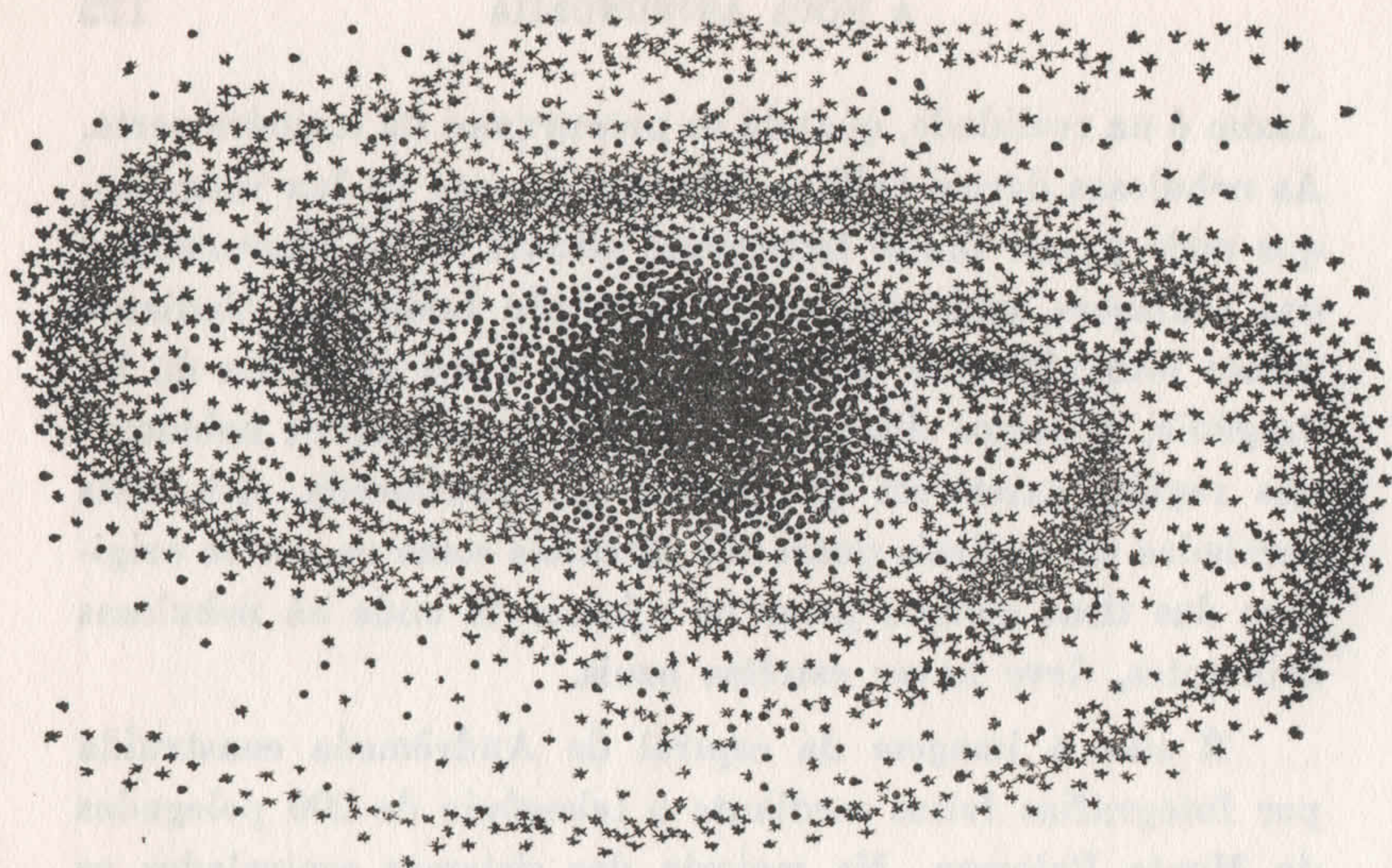
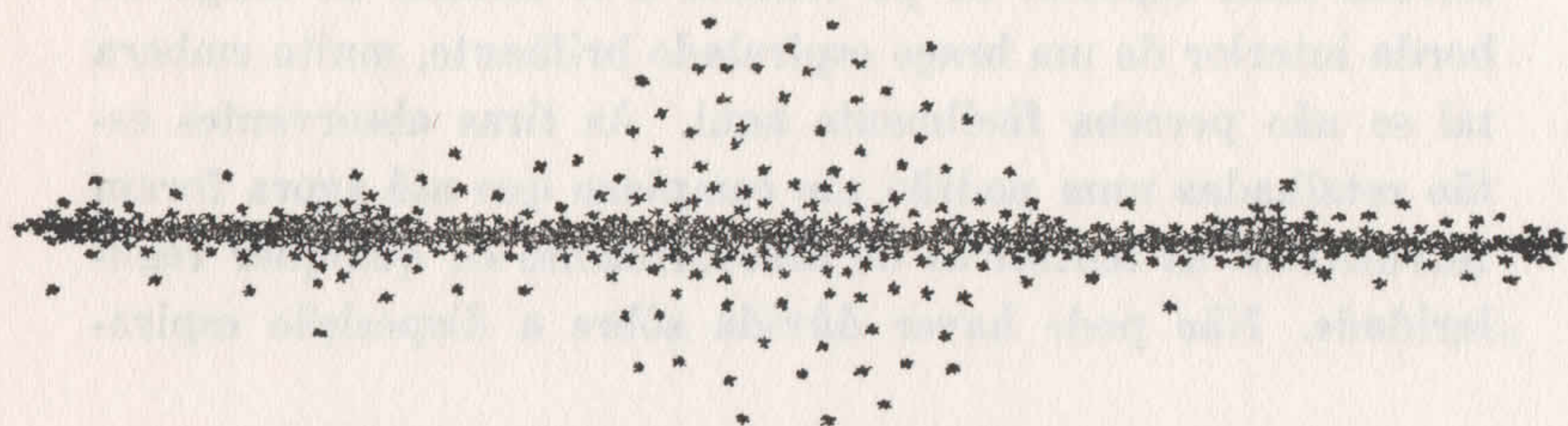
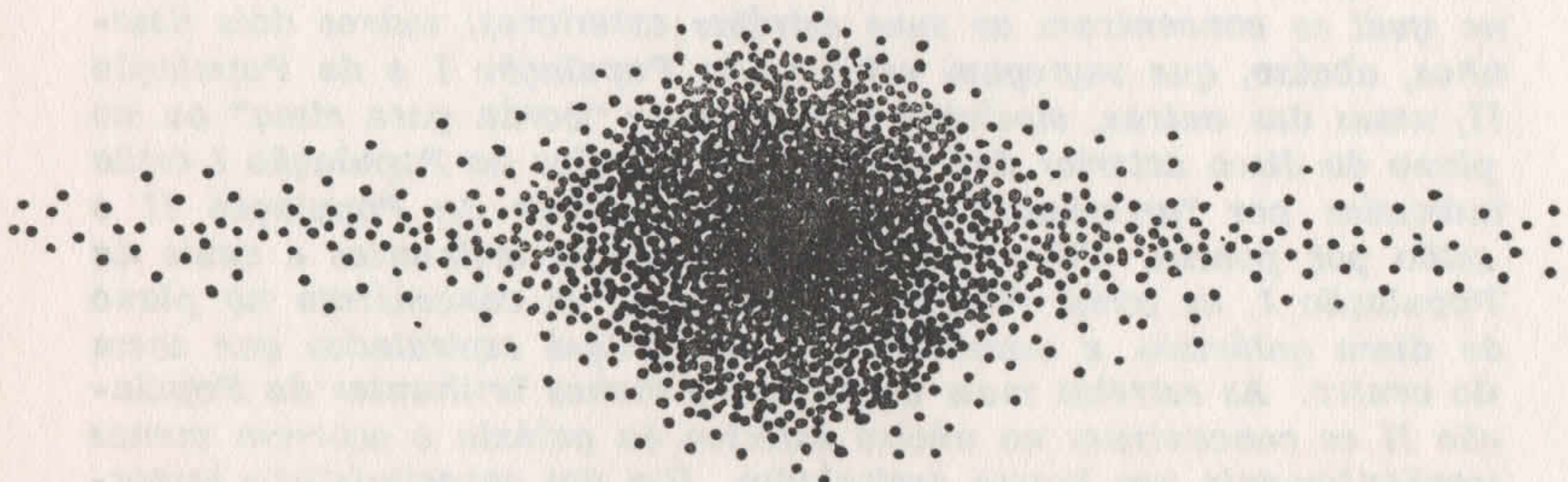
O que vemos quando fitamos uma fotografia do sistema são os graciosos braços espiralados. Uma das primeiras coisas que precisamos saber é esta: no movimento giratório da galáxia, os braços vão na frente ou atrás? Felizmente, o grande disco está inclinado, sob o nosso ponto de vista, em tal ângulo que podemos dizer que borda se inclina para nós e, portanto, deveríamos ser capazes de determinar em que direção gira. Isso não é exato a respeito de muitas outras espirais, que se apresentam a nós sôbre uma das bordas ou perpendicularmente à nossa linha de visão. A maioria dos astrônomos concorda em que os braços de Andrômeda vão atrás.

Os arcos espiralados são delineados por tiras escuras cujas extremidades se esboçam contra o centro brilhante da galáxia. Se olhássemos apenas para as estrêlas supergigantes da População I, poderíamos perder o ponto principal. O fato mais significativo é a íntima relação entre tais estrêlas e o material escuro. *Sòmente onde* há material escuro é que se nos deparam supergigantes azuis. O estudo indagativo da espiral de Andrômeda, mediante o telescópio de 200 polegadas, indica uma corrente de estrêlas azuis que parece sair da borda do núcleo brilhante e alinhar-se nìtidamente ao longo de uma nesga de material escuro. Quando vamos para fora, através da face do sistema, cruzamos ruelas espiraladas escuras tendo incrustadas estrêlas luminosas. Os espaços intermédios estão coalhados de estrêlas da População II. As lacunas entre os braços absorventes são tão transparentes que, através delas, se vêem brilhar as longínquas galáxias.

O material escuro é, provàvelmente, pó, e onde há pó, há também, com quase certeza, gás. As estrêlas quentes, luminosas, como as da População I excitam nuvens de gás interestelares, fazendo-as brilhar, e é de esperar que os braços espiralados do sistema fiquem esboçados por nebulosas brilhantes.

Assim é na realidade, quando as procuramos da maneira certa. As nebulosas devem brilhar fulgurantemente na luz vermelha, que pode passar muito livremente através do pó obscurecedor das radiações azuis provenientes do gás luminoso. Mediante filmes fotográficos e filtros adequados à luz vermelha do hidrogênio, podemos distinguir cordões de brilhantes nebulosas nas regiões exteriores da galáxia de Andrômeda, nebulosas enroladas em espirais quase tão distintas como as que se originam das tiras escuras perto do núcleo. E onde há nebulosas brilhantes, deve haver estrêlas azuis.

É essa a imagem da espiral de Andrômeda construída por fotografias feitas mediante o telescópio de 200 polegadas do Monte Palomar. Na maioria dos sistemas espiralados as nuvens mais espêssas de pó tendem a se alinhar ao longo da borda interior de um braço espiralado brilhante, muito embora tal se não perceba fàcilmente aqui. As tiras absorventes estão retalhadas num padrão tão complexo que até agora foram infrutíferas as tentativas de descobrimento de qualquer regularidade. Não pode haver dúvida sôbre a disposição espira-

FIG. 12 — Na parte superior do desenho, vê-se uma galáxia espiral como aparece "de face para cima", ou em ângulo reto com o plano no qual se concentram as suas estrêlas exteriores; outros dois desenhos, abaixo, que segregam estrêlas da População I e da População II, umas das outras, mostram a galáxia de "borda para cima" ou no plano do disco exterior das estrêlas. As estrêlas da População I estão indicadas por "asteriscos", enquanto as estrêlas da População II o estão por pontos. Vê-se que as estrêlas mais brilhantes e azuis da População I, as quais incluem o nosso Sol, se concentram no plano do disco galáctico, e especialmente nos braços espiralados que saem do centro. As estrêlas mais vermelhas e menos brilhantes da População II se concentram no núcleo esférico da galáxia e ocorrem menos freqüentemente nos braços espiralados. Um dos característicos importantes dos braços espiralados, não indicado, é constituído pelas nuvens de pó nas quais, ao que se julga, ainda se estão formando novas estrêlas do tipo da População I.

POPULAÇÃO I (ESTRÊLAS AZUIS)

POPULAÇÃO II (ESTRÊLAS VERMELHAS)

lada, mas a estrutura torna-se mais complicada — como observou profèticamente lorde Rosse em 1850 — à medida em que aumenta o poder óptico.

A galáxia de Andrômeda é uma grande espiral luminosa do tipo intermédio. Se, como há muito se supõe, a nossa galáxia se lhe assemelha, deveremos ser capazes de duplicar e suplementar essas observações mediante estudos do nosso próprio sistema. Há três anos, Walter Baade, do Observatório do Monte Palomar, após descrever os principais característicos da espiral de Andrômeda, observou: "Outro problema que deveríamos ser capazes de atacar agora é o da estrutura espiralada da nossa galáxia... Provàvelmente podemos sem receio dizer que o nosso Sol se situa num dos braços espiralados, porque as estrêlas mais brilhantes e o pó circundam o nosso Sol em tôdas as direções ao longo da Via-láctea. Sei... que gostaríamos de ver o braço ou um pedaço dêle mostrado *ad oculos.*" Nos três anos de intervalo satisfizemos o desejo.

Vários eram os caminhos que convergiam. O primeiro consistia no bem pisado percurso já seguido no levantamento dos braços exteriores do sistema de Andrômeda. Com o uso de fotografias de luz vermelha, fêz-se o mapa de uma série de brilhantes nebulosas da Via-láctea. Contudo, as suas distâncias tiveram de ser medidas por um laborioso método de aproximação dependente da localização das estrêlas que iluminam a nebulosa. Os observadores dos observatórios de Yerkes e McDonald localizaram em primeiro lugar três pequenas secções de "braço" espiralado no hemisfério norte, e tais estudos estão sendo agora ampliados ao hemisfério sul. Alguns escurecimentos locais ainda impõem formidáveis barreiras, mas aos poucos vai sendo composta a estrutura. Como no caso das galáxias distantes, a estrutura espiralada da Via-láctea se revelou grandemente complicada por forquilhas e tiras.

Outro caminho era a espetroscopia. Os espetros de algumas estrêlas distantes da nossa galáxia assinalam-se por vestígios de matéria interestelar. A observação do efeito Doppler na luz que passa através dessa matéria dá as velocidades dos seus átomos. A luz proveniente de longínquas estrêlas apresenta vários grupos de átomos que se movem com velocidades diversas relativamente a nós. Novamente o que aqui se revela é a direção e não a distância, que deve ser deduzida da esperada mudança da galáxia em velocidade rotativa relativa à distância do seu centro gravitacional. Visto que cada grupo de átomos pode ser considerado parte de uma via absorvente, podemos ter um quadro por alto dos braços espiralados esboçados pelas nuvens de pó.

O terceiro caminho levou a resultados tão decisivos que bem pode tratar-se da superestrada em direção ao progresso do futuro. Emprega a técnica relativamente nova da radioastronomia, penetrando o céu mediante radiações de um comprimento de onda cêrca de 100.000 vêzes maior que o da luz visível. Se há átomos no espaço, a maioria será de hidrogênio, que é o elemento mais comum. O átomo de hidrogênio emite ondas de 21 centímetros de comprimento. Os receptores sintonizados para tal comprimento de onda estão agora fazendo o levantamento cartográfico do hidrogênio que impregna o nosso sistema estelar. As distâncias são, mais uma vez, deduzidas por um método aproximativo, com o uso da velocidade radial dos gases, cuidadosamente medida pela sintonização do receptor, com as mudanças da velocidade rotativa da galáxia segundo as distâncias do seu centro. Uma vez que as ondas de rádio penetram o pó interestelar muito melhor que a luz, abre-se um campo mais extenso de observação. Vários máximos de emissão hidrogênica já foram assinalados em espirais convincentes a mais da metade do caminho em volta do círculo

galáctico. Mais ainda confirmam o padrão mais fragmentário estabelecido pelas nebulosas brilhantes.

Sabemos, sem nenhuma possível ambigüidade, em que direção gira a nossa galáxia. Logo, podemos dizer se os braços vão na frente ou atrás. Se as regiões identificadas pelas nebulosas brilhantes, os átomos absorventes e as radiobservações forem realmente braços espiralados, ou pedaços dêles, os braços irão atrás.

Para resumir, a galáxia espiralada se compõe de um corpo de estrêlas da População II com um recheio de População I (gás, pó e estrêlas) fortemente achatado e girando mais ràpidamente que o corpo principal. Em geral, os braços se originam quase simètricamente do núcleo concentrado e em tôrno dêle se enrolam mediante quantidades variáveis de aforquilhamento e retalhamento. A rotação nas bordas é mais lenta do que perto do centro, assim como os planêtas exteriores do sistema solar viajam mais devagar do que os que estão perto do Sol. Logo, os braços vão atrás.

Retiremos todo o material de População I de uma galáxia espiralada típica, e teremos uma elíptica; retiremos sòmente a População II, e teremos uma galáxia irregular, embora ainda apresente braços espiralados. Disso é possível concluir que a galáxia espiralada típica representa um estágio intermediário entre os sistemas irregular e elíptico. Podemos ir um pouco mais longe. Os braços espiralados contêm estrêlas supergigantes azuis, as quais, segundo se sabe, são relativamente novas. Além disso, os próprios braços não podem ser velhos, pois as suas velocidades rotativas devem retalhá-los em menos de 100 milhões de anos. As galáxias irregulares contêm supergigantes azuis; logo, devem ser novas. Portanto, velhos só podem ser os sistemas elípticos. A ordem de evolução deve ser do irregular, através do espiralado ao elíptico.

Bem perto de nós vemos uma galáxia que talvez esteja iniciando o seu estágio espiralado. Há muito que foi classificada como irregular a Grande Nuvem Magalânica. Possui ela todos os característicos da População I: supergigantes azuis, nebulosas brilhantes, material de escurecimento. Contudo, posta ao lado de uma galáxia de espiral de barra apresenta extraordinária semelhança com o sistema espiral. A Grande Nuvem Magalânica também possui sinais — uma *nova* inesperada, alguns aglomerados globulares, certas estrêlas pulsantes — de uma População II que se desenvolve.

Isso tudo, porém, é prólogo meramente descritivo do problema principal. Podemos analisar os sistemas espirais em pó, gás e estrêlas, podemos até datá-las. Sabemos muito mais da estrutura e composição dos braços espiralados do que lorde Rosse. Mas não sabemos ainda por que desenvolvem braços as galáxias, e menos ainda por que tais braços assumem a forma espiralada. Recentemente, tem-se tido esperança de mais progresso em direção à resposta por meio de dois novos e poderosos vocábulos do vocabulário astronômico, já apresentados aos leitores.

O primeiro é a "turbulência", assunto de um capítulo de George Gamow. Talvez seja um dia o problema do desenvolvimento galáctico resolvido em têrmos da turbulência dos gases. Os gases, diferentemente do pó, possuem viscosidade, ou pegajosidade, e movem-se em redemoinhos irregulares quando ultrapassam certa velocidade crítica. O pó interestelar apanhado nesses redemoinhos poderá esboçá-los, tal qual a fumaça esboça as correntes de ar.

Se analisarmos corretamente os braços das galáxias, são vias mais ou menos localizadas de pó, que viajam em ventos atômicos, os quais sopram em volta da galáxia com um movimento rotativo. Mas a teoria da turbulência é, ao mesmo tem-

po, poderosa e traiçoeira, e ainda jovem a sua aplicação aos problemas da estrutura galáctica.

O segundo vocábulo novo na astronomia é "magneto-hidrodinâmica", novo ramo da dinâmica que Hannes Alfvén discute no seu capítulo sôbre a "Eletricidade no Espaço", e que êle pôde demonstrar no banco do laboratório. Não sabemos se o espaço interestelar está impregnado de campos magnéticos. A teoria moderna começa a visualizar a galáxia como tremendo eletromagneto, com correntes de elétrons, que não fluem através de fios mas através de redemoinhos viscosos, turbulentos, de gás que turbilhona em volta do seu centro. As fôrças eletromagnéticas parecem capazes de fazer o que a turbulência, sòzinha, não faz: poderiam formar braços separados e até levar à formação de estrêlas e aglomerados de estrêlas.

A moderna teoria das galáxias promete ser tão intrincada quanto os pormenores estruturais agora copiosamente observados. Há dez anos, nas nossas hipóteses de evolução cósmica, pensávamos em têrmos de gravitação e pressão de luz. Ontem, percebemos que havia papéis reservados à viscosidade e à turbulência. Amanhã talvez contemplemos uma galáxia que constitui essencialmente um eletromagneto gravitante, turbulento.

PARTE 4

ESTRÊLAS

I. A EVOLUÇÃO DAS ESTRÊLAS

por **Otto Struve**

Presidente do Departamento de Astronomia de Berkeley da Universidade da Califórnia, provém Otto Struve de uma longa linhagem de astrônomos. Seu pai, Ludwig, foi diretor do Observatório de Kharkov, na Rússia. Seu avô, Otto, foi diretor do Observatório de Pulkovo, lugar em que sucedeu a *seu* pai, F. W. G. Struve, o primeiro Struve astrônomo. F. W. G. Struve era um dinamarquês fugido para a Rússia, a fim de escapar ao serviço no exército de Napoleão. Fundou o Observatório de Pulkovo, o qual, na época, foi saudado por um contemporâneo norte-americano como "capital astronômica do mundo". O atual Otto veio para os Estados Unidos em 1921, após servir no exército russo da I Guerra Mundial e nas fôrças russas brancas, durante a revolução. Doutorou-se pela Universidade de Chicago e ficou no Observatório de Yerkes até 1950, quando o convidaram para vir à Califórnia.

II. A ENERGIA DAS ESTRÊLAS

por **Robert Marshak**

Um dos principais componentes da primeira geração de físicos norte-americanos em se bacharelar em física nuclear, no próprio país, Robert Marshak, membro da classe de 1936 da Universidade de Colúmbia. Ficou por um ano, foi a Cornell para o doutorado e de lá para a Universidade de Rochester, onde o fizeram presidente do seu departamento, em 1950. O seu trabalho fundamental sofreu a inevitável interrupção da guerra, com uma temporada de dever tanto no Laboratório de Radiação no Instituto de Tecnologia de

Massachusetts (radar) como em Los Alamos, como no distrito Manhattan. As suas pesquisas na teoria do *meson,* da difusão do *neutron,* em hidrodinâmica, etc., nas suas manifestações terrestres constitui importante fundamento para as contribuições originais dêsse cientista à astrofísica.

III. ESTRÊLAS ULTRAQUENTES

por Fred Hoyle

Lente universitário de matemática em Cambridge, Fred Hoyle é amplamente conhecido como autor de *A Natureza do Universo.* Nesse livrinho, que contou com grande número de leitores leigos na Inglaterra e na América, esboçou uma nova cosmologia, fundada sobretudo nas suas pesquisas e nas do seu colaborador R. A. Lyttleton. O trabalho de ambos havia sido prèviamente descrito numa obra mais técnica, *Algumas Pesquisas Recentes na Física Solar,* e havia despertado enorme controvérsia nos círculos dos profissionais. Grande parte do êxito de Hoyle na resolução de enigmas cosmológicos se deve à sua habilidade na matemática, em que conquistou vários prêmios durante o curso em Cambridge.

A EVOLUÇÃO DAS ESTRÊLAS

por Otto Struve

Durante séculos supôs o homem que as estrêlas não tivessem idade. Havia êle notado que durante os milhares de anos de observação registrada, as constelações se haviam mantido nos respectivos lugares. Mas nós sabemos que as estrêlas não são estáveis como parecem aos olhos desarmados. Variam de brilho, de tempos em tempos, e algumas estão sujeitas às violentas e por vêzes catastróficas explosões que originam *novas* e *supernovas*. Nestes últimos anos, cada vez mais razões acharam os astrônomos para crer que as estrêlas podem ter idades de ampla variação. Algumas, é verdade, são as coisas mais velhas e fixas que conhecemos; outras, porém, talvez sejam muito mais passageiras. Iluminam o céu por uma pequenina parte da vida de uma galáxia e desaparecem em outra forma de matéria, não necessàriamente forma que, como tal, reconheçamos.

A nossa nova opinião sôbre a idade das estrêlas nasce do conhecimento que temos da maneira pela qual tais corpos produzem a sua energia. O processo que envolve a transformação nuclear de átomos de hidrogênio em átomos de hélio é, ao que se julga, substancialmente o mesmo para tôdas as estrêlas. Mas a velocidade de reação difere grandemente de uma estrêla para outra, e a transformação se pode ver em determinado número de estágios diversos. Podemos orientar-nos no

desenvolvimento evolucionário partindo do Sol, estrêla sôbre a qual mais conhecemos e na qual possuímos o maior interêsse imediato.

A energia solar que chega à terra é fàcilmente mensurável. Expomos um centímetro cúbico de água a um raio de sol e anotamos o tempo que leva para que a temperatura da água suba um grau centígrado. Corrigimos a medida para levarmos em conta a parte dos raios do Sol desviada pela atmosfera terrestre. Determinamos assim que a energia solar recebida pelo nosso planêta sobe a duas calorias por centímetro quadrado em cada minuto. Uma caloria equivale a cêrca de 40 milhões de *ergs*. O *erg* é uma pequeníssima quantidade de energia, mais ou menos a quantidade que um mosquito moderadamente lento transfere quando dá de encontro à nossa testa, e isso não inclui o ferrão! Felizmente, o artifício aritmético de exprimir grandes números como expoentes de 10 torna possível usar essa unidade física. Os números resultantes são tão desenganadoramente simples, porém, que é fácil esquecer a vacilante energia emitida pelas estrêlas.

Cada centímetro quadrado da terra recebe energia solar à razão de aproximadamente um milhão de *ergs* por segundo, e se aplicarmos êsse número a uma esfera tôda em volta do Sol com um raio igual à distância que nos separa dêle, poderemos calcular a total emissão de energia do Sol, que vem a ser 4×10^{33} *ergs* por segundo. A massa do sol é 2×10^{33} gramas. Logo, cada grama da substância do Sol cede, em média, dois *ergs* por grama em um segundo, não por um segundo nem por um ano, mas por épocas inteiras, por idades! O sistema solar, ao que se crê, tem cêrca de três bilhões de anos de idade; nesse tempo, cada grama do Sol já produziu 2×10^{17} *ergs*. Portanto, a produção de energia do Sol é

de pelo menos cinco milhões de vêzes mais eficiente que qualquer reação conhecida dos químicos.

Foi essencialmente êsse raciocínio que levou os astrônomos e físicos a descobrir os processos nucleares pelos quais as estrêlas geram energia. Quando quatro átomos de hidrogênio se combinam para formar um átomo de hélio, pouco menos de 1 por cento do pêso original dos quatro átomos de hidrogênio se converte em energia. Sabemos que o Sol tem ainda uns 10^{33} gramas de hidrogênio, constituindo o hidrogênio quase a metade da sua massa atual. Daí podermos calcular que, segundo a razão presente, o Sol continuará a brilhar por mais de 100 milhões de anos.

Comparado às estrêlas, o sol é um queimador relativamente lento. As estrêlas mais brilhantes do céu, como por exemplo Rigel e Deneb, emitem energia não à razão de dois *ergs* mas de 10.000 *ergs* por grama e por segundo. Supondo-se que sejam alimentadas pelo mesmo processo que o do Sol e que seja o hidrogênio a metade da sua substância atual, essas estrêlas possuem uma vida futura máxima de sòmente uns 20 milhões de anos.

Na realidade talvez seja muito mais breve a vida delas. Ao fazermos as nossas estimativas, supusemos poder uma estrêla transformar todo o seu hidrogênio em hélio. Mas é necessária uma temperatura de cêrca de 20 milhões de graus para que a reação se inicie, e tais temperaturas existem apenas no centro de uma estrêla. Logo, se uma estrêla há de queimar todo o seu hidrogênio, o seu material deverá misturar-se livremente, de modo que o hidrogênio da superfície possa atingir o centro. Tal mistura pode verificar-se em estrêlas que giram ràpidamente. Numa que gire devagar, porém, haverá com

certeza relativamente pouca mistura. Uma prova disso é a abundância de lítio na atmosfera do Sol, que é estrêla de rotação lenta. Se houvesse mistura livre do Sol, todo o lítio, há muito que se teria transformado em elementos mais pesados, em virtude da elevada temperatura interior.

Se, como combustível, só se dispõe do hidrogênio no núcleo central de uma estrêla, devemos reduzir a estimativa da duração de tais estrêlas a cêrca de um décimo. Nessa base, a vida futura do Sol seria de aproximadamente 10 bilhões de anos, e a de Rigel e Deneb seria apenas de um ou dois milhões de anos. Astronômicamente falando, trata-se de um período relativamente breve.

Num milhão de anos nenhuma estrêla poderia andar muito, em se tratando de distâncias astronômicas. Conseqüentemente, algumas das estrêlas brilhantes da nossa vizinhança, na Via-láctea, devem ter nascido pouco distante do lugar em que hoje se encontram, e outras, novas, talvez estejam em processo de nascer diante dos nossos próprios olhos.

São muitos os astrônomos que não concordam em se formarem constantemente novas estrêlas. O astrofísico alemão C. F. von Weizsaecker objeta que tôdas as estrêlas da nossa galáxia devem ter-se condensado em aproximadamente o mesmo tempo, a partir do gás e pó originais, e que as atuais estrêlas brilhantes adquiriram a sua luminosidade colhendo material de nuvens de matéria interestelar através das quais acabaram de passar. Êsse processo, baseado na teoria do aumento, fortemente controvertível, dos astrônomos britânicos Fred Hoyle, R. A. Lyttleton e Herman Bondi, chama-o von Weizsaecker de "rejuvenescimento".

Quer lhes chamemos novas ou rejuvenescidas, indiscutìvelmente podemos colocar as estrêlas, como Rigel e Deneb, numa classe diversa da das velhas estrêlas, como o Sol. Um dos

lugares que é preciso pesquisar para elucidar a origem e evolução das novas estrêlas quentes são os seus aglomerados, onde podemos supor que a maioria das estrêlas tenham aproximadamente a mesma idade. Um dêsses aglomerados se situa na constelação de Perseu, e um grupo de estrêlas nesse aglomerado confirmou há pouco, de maneira surpreendente, a teoria das estrêlas novas.

Há cinco anos o astrônomo soviético V. A. Ambarzumian chamou nossa atenção para agrupamentos bastante soltos de estrêlas aos quais denominou "associações". As estrêlas de tais associações são relativamente poucas e grandemente distanciadas. Mostrou Ambarzumian que a fôrça gravitacional no interior de tal associação é demasiadamente pequena para mantê-la unida. Podemos supor que as estrêlas individuais nesse grupo se movem de acôrdo com a primeira lei do movimento de Newton, isto é, que viajem com uma velocidade uniforme sem que haja qualquer interferência gravitacional significativa oriunda de outras estrêlas. No ano passado, o astrônomo holandês A. Blaauw estudou uma típica associação de estrêlas quentes na constelação de Perseu (a dominada pela Zeta de Perseu) e verificou que as estrêlas se distanciavam à razão de umas 7 milhas e meia por segundo. Com tal velocidade, o grupo levaria apenas cêrca de um milhão de anos para expandir-se de uma única massa compacta à presente disseminação de uns 500 anos-luz. Parece, pois, que a associação tem aproximadamente um milhão de anos de idade.

Blaauw, desde aí, encontrou outras associações semelhantes noutras constelações. Uma delas, em Lacerta, tem quatro milhões de anos de idade, e outra, na Ursa Maior, cêrca de 45 milhões de anos. Muito mais velhos são indiscutìvelmente outros aglomerados.

A que se deve o início de expansão das associações? Sugeriu certa vez Ambarzumian que talvez proviessem da explosão de grandes e escuras massas pré-estelares de um tipo desconhecido, mas na recente assembléia da União Astronômica Internacional em Roma, êle e outros astrônomos soviéticos afirmaram que provàvelmente tenham tido a sua origem em nuvens de pó, segundo a maneira convencional.

O trecho mais convincente de informação no tocante à distinção entre estrêlas novas e velhas vem da obra de Walter Baade, dos observatórios de Monte Wilson e Monte Palomar. Na grande galáxia de Andrômeda as estrêlas jovens sempre se encontram perto de nuvens de gás e pó. Juntas, constituem os braços espiralados da galáxia. Segundo Baade, o pó e o gás são o meio primordial de que se formaram os braços. Velhas estrêlas surgem entre os braços espiralados e também acima e abaixo do plano de simetria da espiral. Predominam perto do núcleo da galáxia, região em que não há nem gás nem pó, por terem sido presumìvelmente empregados no processo de formação das estrêlas. O tipo mais puro de velhas estrêlas encontra-se agora nos chamados aglomerados globulares, agrupamentos densamente apertados de várias centenas de milhares de estrêlas cada um. Êsses aglomerados também estão livres de matéria interestelar difusa. Contêm tão grande número de estrêlas que se não dissolvem fàcilmente, como fazem os aglomerados galácticos muito mais dispersados. A própria gravitação manterá coesos os aglomerados globulares por bilhões de anos. Visto que não contêm pó nem gás livre, as suas estrêlas não podem submeter-se ao rejuvenescimento.

Para uma visão total da evolução das estrêlas o instrumento mais útil é o diagrama de brilho de côr, no qual as estrêlas estão representadas segundo o seu brilho intrínseco (emissão de energia) e côr (temperatura da superfície). Em

qualquer grupo de estrêlas, quer se trate de galáxia, quer de aglomerado, a maioria das estrêlas cai no que se chama seqüência principal, estreita faixa que corre diagonalmente da esquerda superior à direita inferior do diagrama (v. diagrama da página 45). A seqüência começa com as estrêlas jovens, azuis, quentes, na parte superior, à esquerda, e termina com as estrêlas velhas, vermelhas e frias, na parte inferior à direita.

De que maneira, ou em que estágio da sua evolução uma estrêla entra na seqüência principal não sabemos. Mas suponhamos que um grupo de estrêlas tenha evolvido de tal modo que ocupe a seqüência principal. Qual será a história posterior dessas estrêlas, segundo indica o diagrama do brilho da côr? Uma resposta à pergunta oferece-a a comparação de três grupos de estrêlas: o jovem aglomerado duplo na constelação de Perseu, as maduras Plêiades e as velhas Hyades.

Nos três casos, quando as suas populações estelares se espalham no diagrama do brilho da côr, algumas das estrêlas cairão no lado direito da parte inferior, mostrando terem em comum tipos semelhantes de anãs vermelhas e frias. Compreende-se, visto que até as estrêlas jovens dêsse tipo não mudam muito no curso do tempo. Mas a distribuição das suas estrêlas na metade superior do diagrama difere para os três grupos de estrêlas e indica significativos contrastes entre êles. Encontram-se fora da seqüência principal ao longo da faixa horizontal do diagrama, com as estrêlas jovens de Perseu concentradas na esquerda, as maduras Plêiades no meio e as velhas Hyades na direita. Disso, inferimos que o caminho evolucionário de uma estrêla jovem segue uma trilha horizontal à direita. Por outras palavras, o seu brilho intrinseco, ou emissão de energia, permanece o mesmo, mas a temperatura cai.

As originais anãs vermelhas dos aglomerados continuam o que eram antes, e pode dizer-se que não distinguimos uma anã vermelha jovem, em aglomerado formado há um milhão de anos, de uma anã vermelha da vizinhança solar — o próprio Sol é um bom exemplo — cêrca de 3.000 vêzes mais velha. A conclusão é tal que alguns astrônomos, entre os quais eu, acham difícil aceitar. Parece impossível acreditar que em três bilhões de anos, ou mais, as velhas estrêlas permaneçam inalteradas, não apresentando efeitos da sua longa rotação ou de acidentes cósmicos, como, por exemplo, o nascimento de planêtas, as colisões entre planêtas ou os choques entre planêtas e estrêlas.

Noutro aglomerado globular, conhecido como M3, os seus membros proporcionam alguns sugestivos contrastes com as anãs vermelhas, a nós mais familiares. Representadas no diagrama, cairiam à direita na faixa horizontal, com quase nenhuma estrêla aparecendo na extremidade inferior da seqüência principal. A. R. Sandage e Martin Schwarzschild, de Monte Wilson, desenvolveram uma teoria de evolução que tenta explicar os maiores desvios dêsse grupo do normal. Há cêrca de cinco bilhões de anos, sugerem, tôdas as estrêlas dêsse aglomerado globular eram jovens e se situavam na seqüência principal convencional. O seu diagrama de brilho da côr assemelhava-se, então, ao do aglomerado duplo na constelação de Perseu. Não havendo material para o rejuvenescimento, começaram as estrêlas e evolver convertendo o hidrogênio em hélio — as mais quentes ràpidamente, as mais frias lentamente. Não sendo perfeita a mistura dos gases, o processo de conversão não se realizou com passo firme. Depois de exaurido o hidrogênio do núcleo de uma estrêla quente, a conversão do hidrogênio em hélio continuou numa concha relativamente delgada em volta dêsse núcleo de "cinzas nuclea-

res.'' Durante tais mudanças, o raio da estrêla aumentou enormemente. Tôdas essas transições produziram as variações de luminosidade e temperatura indicadas na atual distribuição das estrêlas M3 no diagrama de brilho da côr.

Até os gigantes na vizinhança do nosso Sol caem abaixo do grupo principal de brilhantes estrêlas vermelhas no aglomerado M3. Talvez isso indique haver verdadeiras diferenças estruturais entre as nossas estrêlas e as de um aglomerado globular. Talvez não fôsse a mesma a sua composição química.

Não temos certeza de que a composição de superfície das estrêlas nos diga alguma coisa do seu interior. Na superfície, há acentuadas diferenças entre as estrêlas. Algumas possuem abundância relativamente grande do isótopo de carbônio C-13, produto de ciclo de carbônio pelo qual o hidrogênio se converte em hélio. Talvez seja sinal de boa mistura.

Dos mais interessantes foi o descobrimento feito no ano passado por Paul W. Merrill, do Monte Wilson, de haver quantidades perceptíveis do elemento radioativo *technetium* em certas estrêlas frias. O *technetium* é tão instável que pràticamente desapareceu da natureza aqui na terra; contudo, as observações de Merrill indicam que é pelo menos tão abundante nessas estrêlas como o elemento estável molibdeno. Logo, essas estrêlas não podem ter muito mais que 100.000 anos. Talvez sejamos obrigados, por fim, a aceitar até durações menores para as estrêlas.

A ENERGIA DAS ESTRÊLAS

por Robert Marshak

As estrêlas do universo emitem energia no espaço em escala tão gigantesca que os números que a medem quase não têm significado para a compreensão humana. O Sol, por exemplo, que não é absolutamente gigante entre as estrêlas, irradia energia à razão de meio milhão de bilhão de bilhões de cavalos, dos quais apenas uma parte é interceptada pela terra. Desde que o homem começou a adquirir um conceito da grandeza das radiações estelares, ficou fascinado pelo problema de como puderam as estrêlas manter tão tremendas emissões de energia por tantos milhões de anos. Nas Viagens de Gulliver, os habitantes de Laputa preocupavam-se, "temerosos de que o Sol gastasse diàriamente os seus raios sem qualquer nutrimento para supri-los, e, por fim, se consumisse inteiramente e aniquilasse, o que acarretaria a destruição da terra e de todos os planêtas que dêle recebem a luz."

Quando os astrônomos começaram as tentativas científicas de explicação da fonte de energia estelar, há mais de cem anos, a sua primeira idéia era a de que a energia de uma estrêla se deriva de uma contração gravitacional. A massa de uma estrêla média é tão grande que enorme quantidade de energia poderia ser cedida pelo encolhimento gradativo das estrêlas. Os investigadores descobriram, contudo, que tal processo não explicava a razão em que a estrêla gera energia; no caso do Sol, a fonte gravitacional de energia se esgotaria em

tempo muito mais curto que a idade da terra. Em seguida ao descobrimento da radioatividade, no início do século atual, a especulação voltou-se para tal processo, como possível fonte de energia estelar. Mas em breve se tornou claro que havia uma objeção conclusiva à teoria: a razão de desintegração radioativa dos átomos não está influenciada pela temperatura ao passo que várias espécies de evidência mostravam que a razão de geração da energia por uma estrêla depende diretamente da sua temperatura interna.

Foi o estudo das prováveis condições físicas do interior das estrêlas que finalmente deu a chave da origem da energia estelar. Por volta de 1930, as pesquisas do grande astrofísico britânico Sir Arthur Eddington e de outros mostrou serem as estrêlas quentíssimas massas de gás com temperaturas internas de 15 a 30 milhões de graus centígrados. Com tão elevadas temperaturas, tôdas as moléculas se decompõem em átomos, os próprios átomos perdem os seus elétrons, e o que fica intacto é apenas o núcleo atômico. Além disso, os núcleos viajam com velocidades tão elevadas que sobrepujam as fôrças nucleares de repulsão e, de vez em quando, se entrechocam.

Era esta a pergunta seguinte: quanta energia cediam tais colisões? Por volta de 1938, soube-se que as fôrças que mantêm unidos os *protons* e os *neutrons* no interior de um núcleo atômico eram cêrca de um milhão de vêzes mais fortes que a fôrça elétrica que retém os elétrons num átomo. Significa que se os núcleos atômicos das estrêlas interagem um com o outro de tal modo que sugam as suas fontes internas de energia, a reação cederá um milhão de vêzes mais energia do que quando os elétrons dos átomos interagem nas reações químicas produtoras de energia.

Que seriam tais reações nucleares? Nem tôdas as reações nucleares cedem energia, assim como nem tôdas as reações

químicas produzem energia. Por exemplo, um núcleo de pêso médio, como o do ferro, não pode ser obrigado a ceder energia por nenhum dos processos que conhecemos, quer se parta o núcleo, quer se integre. Há dois tipos gerais de reação capazes de ceder energia nuclear. Um dêles é a quebra de um núcleo pesado como o do urânio 235 em dois núcleos de pêso quase igual. O outro é a combinação de dois ou mais núcleos leves, como os de hidrogênio, num núcleo mais pesado. Para explicarmos a enorme produção de energia de uma estrêla, temos de supor um processo que envolva uma parte considerável dos núcleos atômicos presentes nas estrêlas, o que elimina a possibilidade de serem as estrêlas alimentadas pela fissão do urânio ou de outros elementos pesados, uma vez que as estrêlas contêm relativamente poucos núcleos pesados. Logo, podemos admitir com segurança que as estrêlas produzem energia pela combinação de elementos leves através das colisões dos seus núcleos de rápido movimento.

O mecanismo de construção exige elevadíssimas temperaturas. É relativamente fácil fazer que pequenos números de núcleos atômicos sofram reações nucleares no laboratório, através do seu bombardeio mediante partículas aceleradas até elevadas energias pelo cíclotron ou máquinas semelhantes. Porém, a quantidade de energia necessária é insignificante em comparação à entrada de energia necessária para a aceleração das partículas de bombardeio. Deve-se isso à baixa porcentagem de choques pelo número relativamente diminuto de projéteis nos pequenos alvos nucleares. Com as medonhas temperaturas do interior de uma estrêla, porém, grande parte dos núcleos possui as elevadas velocidades necessárias para a produção de reações nucleares. Ademais, tal condição continua indefinidamente, pois a grande massa de material quente que circunda o interior da estrêla evita que o interior perca demasiadamente o seu calor em virtude da radiação. A energia

cedida pela reação nuclear produz a elevada temperatura da estrêla, e a elevada temperatura, por sua vez, permite que os núcleos atômicos se aproximem e cedam a sua energia. Logo, as reações termonucleares se processam indefinidamente, e o que se produz é uma reação que se sustenta a si própria.

Quando os astrofísicos chegaram a tal ponto, estava preparado o caminho para a formulação da teoria. O problema consistia em reconstruir um sistema de reações de cadeia entre os núcleos leves, sistema capaz de explicar a razão de emissão de energia pelas estrêlas. A solução foi principalmente obra do físico Hans A. Bethe, da Universidade de Cornell. Foi tão soberba aplicação do método científico e raciocínio, que bem merece uma descrição pormenorizada.

Era evidente, como resultado de uma análise feita em primeiro lugar por R. d'E. Atkinson dos Estados Unidos e F. G. Houtermanns da Alemanha, mais tarde ampliada por George Gamow e Edward Teller, dos Estados Unidos, que a probabilidade de uma reação nuclear diminuia abruptamente com acréscimo de carga, isto é, seria muito maior entre núcleos de pequena carga elétrica do que entre os de carga maior. Dessarte, os *protons,* núcleos de átomos de hidrogênio, com apenas uma carga positiva, desempenhariam o papel mais importante na produção de energia. Bethe e, independentemente, o físico alemão C. F. von Weizsaecker, examinaram cuidadosamente tôdas as conhecidas reações nucleares que envolvem *protons.* As importantes reações nucleares puderam ser divididas em duas classes: 1) aquelas em que sòmente os *protons* se consomem; 2) aquelas em que também se consomem outros núcleos. Bethe e von Weizsaecker puderam imediatamente eliminar o segundo tipo de reações como fonte de energia para a maioria das estrêlas. Entre os elementos leves, apenas o lítio, berílio e *bóron* seriam capazes de reagir bastante depressa com os

protons para produzir qualquer quantidade apreciável de energia. (O hélio não pode reagir com o hidrogênio, pois o núcleo resultante é instável.) As reações que consomem lítio, *bóron* e berílio poderiam ser responsáveis pela produção de energia em algumas estrêlas jovens, como por exemplo as estrêlas gigantes vermelhas, mas tais elementos são demasiadamente raros para o fornecimento de energia por mais do que um limitadíssimo período para as estrêlas mais velhas, como o Sol. Logo, uma fonte perene de energia sòmente poderia ser encontrada entre as reações que consomem apenas *protons*.

Há essencialmente dois conjuntos possíveis de tais reações. Um dêles se inicia com a combinação direta de dois *protons*, e é conhecido com o nome de conjunto de reações *proton-proton*. O outro, valendo-se dos núcleos de carbônio como catalistas, chama-se ciclo do carbônio. Os dois conjuntos de reações conduzem à formação de núcleos de hélio a partir dos *protons;* e ambos se acham aqui esboçados, passo a passo, em diagramas.

Consideremos em primeiro lugar o ciclo do carbônio. Começa quando um *proton* enérgico bem no interior da estrêla colide com um núcleo de carbônio 12, isótopo comum de carbônio, com tal ímpeto que sobrepuja a repulsão elétrica do núcleo de carbônio. De acôrdo com os cálculos de Bethe, sob as condições de densidade-temperatura no interior do Sol, cada *proton* sofre essa captura em média uma vez num milhão de anos. Quando o núcleo de carbônio captura o *proton,* transforma-se num núcleo de nitrogênio 13 radioativo, e simultâneamente emite um raio gama, o qual eventualmente escapa da estrêla com energia degradada. Cêrca de 10 minutos depois da formação do núcleo de nitrogênio 13 radioativo, emite êle, espontâneamente, um *positron* (partícula com massa igual à do elétron mas de carga oposta) e torna-se carbônio 13 estável. Depois de se locomover por algum tempo no gás quente

do interior da estrêla, o núcleo de carbônio 13 capturou, por sua vez, um *proton* em cêrca de 200.000 anos para formar um núcleo de nitrogênio 14 estável, mais um raio gama. Aproximadamente 30 milhões de anos mais tarde, em média, o núcleo errante de nitrogênio 14 captura um *proton* e se transforma em núcleo de oxigênio 14 radiotivo mais um raio gama. Em cêrca de dois minutos, o exigênio 15 instável cede um positron e passa a ser nitrogênio 15. Quase 10.000 anos depois, vem a reação climática no ciclo: o núcleo de nitrogênio 15 captura outro *proton*. Mas dessa vez, o resultado não é uma simples captura acompanhada de emissão de raio gama. Pelo contrário, o produto se divide em duas grandes partes, um núcleo de carbônio 12 e um núcleo de hélio 4.

Visto que a criação de um *positron* equivale à destruição de um elétron, o ciclo de carbônio converte realmente quatro *protons* e dois elétrons num núcleo de hélio estável. Mas o núcleo de hélio possui apenas 99 por cento da massa dos quatro *protons* de que foi formado. A diferença de um por cento na massa se dissipa na forma de energia e a cessão de energia é enorme. Mede-se em têrmos da fórmula de Einstein da equivalência entre massa e energia, na qual a energia produzida em *ergs* é igual à perda de massa em gramas vêzes o quadrado da velocidade da luz em centímetros por segundo (E = Mc2).

Um dos principais fatos em tôrno do ciclo de carbônio é não serem consumidos os núcleos de carbônio; para cada núcleo de carbônio que penetra o ciclo, um é reproduzido no fim. Isso é muito importante para a economia da produção de energia estelar, visto que o hidrogênio, nas estrêlas, é muito mais abundante que o carbônio, proporcionando dessarte combustível nuclear por muito mais tempo. Na maioria das estrêlas, o hidrogênio é, de longe, o elemento mais abundante, talvez com exceção do hélio.

O conjunto de reações *proton-proton* sintetiza um núcleo de hélio por outra complexa série de transformações. De acôrdo com os cálculos de Bethe e Charles Critchfield (atualmente na Universidade de Minnesota), e alguns cálculos recentes de E. E. Salpeter, de Cornell, dois *protons* se combinam primeiramente num dêuteron e num *positron,* no tempo médio extremamente longo de sete bilhões de anos (admitindo-se de novo as condições densidade-temperatura, características da região central do Sol). Cêrca de 10 segundos após a formação do dêuteron, êle captura um *proton* para formar hélio 3 mais um

FIG. 13 — Tem-se postulado o ciclo de carbônio como fonte principal de energia estelar. Os passos aqui indicados estão mais completamente descritos no texto da página 147. Sòmente os núcleos atômicos são vistos neste diagrama porque, nas temperaturas em que se verificam tais reações, os átomos são privados dos seus elétrons planetários. Os círculos pretos significam protons, *partículas nucleares positivamente carregadas que dão aos átomos a sua identidade química ou número atômico; por exemplo, o carbônio, com seis* protons, *que se distingue do nitrogênio, que tem sete. Os círculos brancos significam* neutrons, *partículas nucleares elètricamente neutras que, acrescentadas aos* protons *no núcleo dão ao átomo o seu pêso atômico ou número isótopo; por exemplo, o carbônio 12 comum, com seis* protons *e seis* neutrons, *que se distingue do carbônio 13, com seis* protons *e sete* neutrons. *Assim, na parte superior do quadro, o carbônio 12 se transmite ao nitrogênio 13 por colisão com um* proton, *ou núcleo de hidrogênio. A reação cede um* quantum *de energia sob a forma de raio gama, indicado como seta ondulada. A notação "10^6 anos" representa, taquigràficamente, a afirmação de que, nas condições existentes no interior da estrêla, cada átomo de carbônio 12 entra na reação uma vez naquele período de tempo e assim, constitui maneira de dizer que parte do carbônio da estrêla está implícita nessa reação, em qualquer momento dado. No quadro seguinte, na parte superior, à direita, o nitrogênio 13 instável emite uma partícula beta, ou* positron, *partícula carregada positivamente, de diminuta massa, que representa a carga positiva de um dos* protons. *Com a conversão dêsse* proton *em* neutron, *o átomo se transforma no carbônio 13. No ciclo de carbônio, ràpidamente resumido, quatro* protons, *ou núcleos de hidrogênio, se fundem para ceder uma partícula alfa, ou núcleo de hélio* 4 (quadro, parte superior, à esquerda) *mais energia. Chama-se ciclo do carbônio porque o carbônio 12, agindo como espécie de catalista nuclear, proporciona uma matriz para a fusão dos* protons *e sai intacto da reação. A cessão de energia é considerável, sendo o ciclo de carbônio responsável por boa parte da luz das estrêlas.*

PRÓTON RAIO GAMA

$C^{12} + H^1 \longrightarrow N^{13} + hv$

10^6 ANOS

PARTÍCULA BETA

$N^{13} \longrightarrow C^{13} + \overset{+}{e}$

10 MINUTOS

PRÓTON RAIO GAMA

$C^{13} + H^1 \longrightarrow N^{14} + hv$

2×10^5 ANOS

PROTON RAIO GAMA

$N^{14} + H^1 \longrightarrow O^{15} + hv$

3×10^7 ANOS

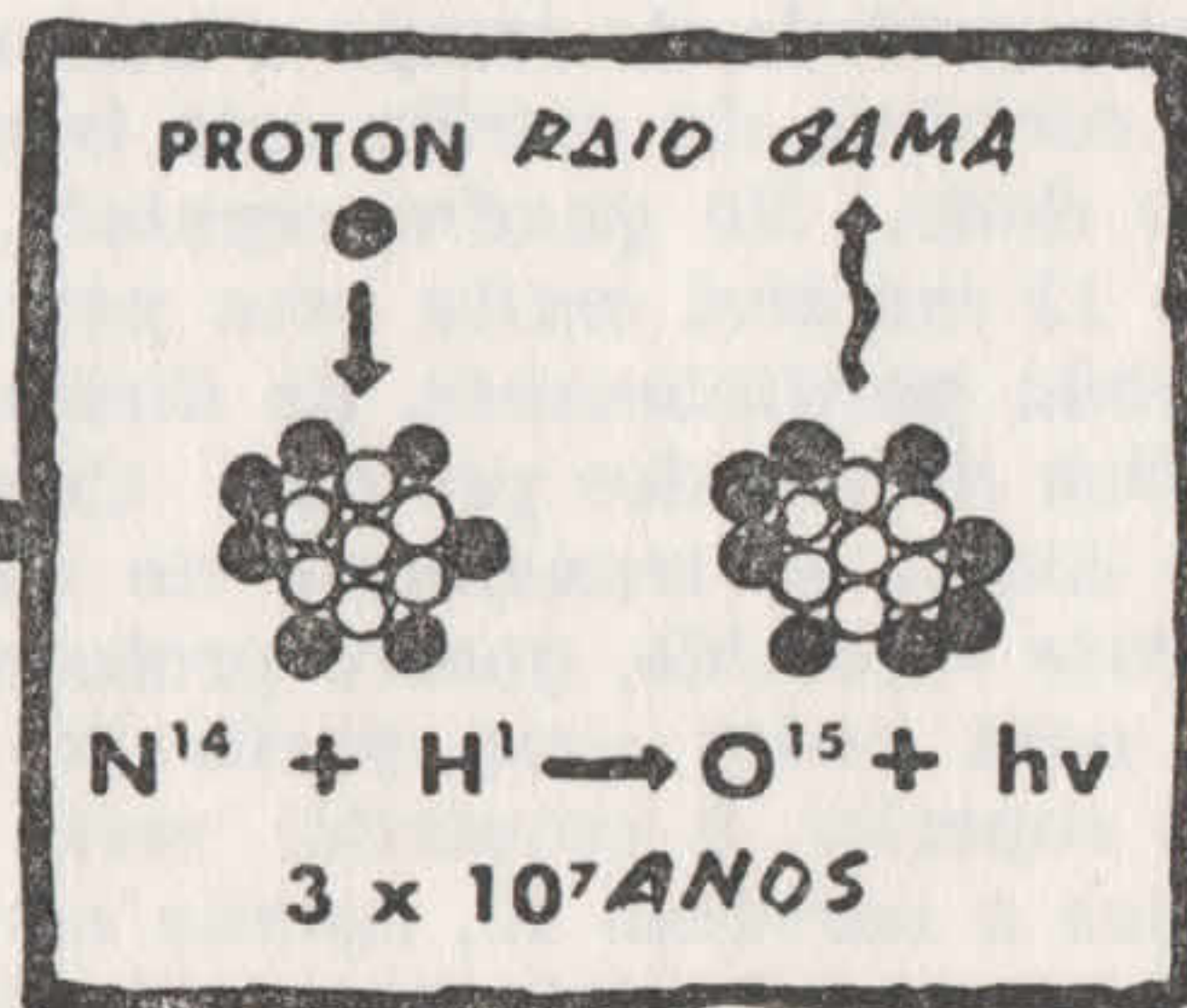
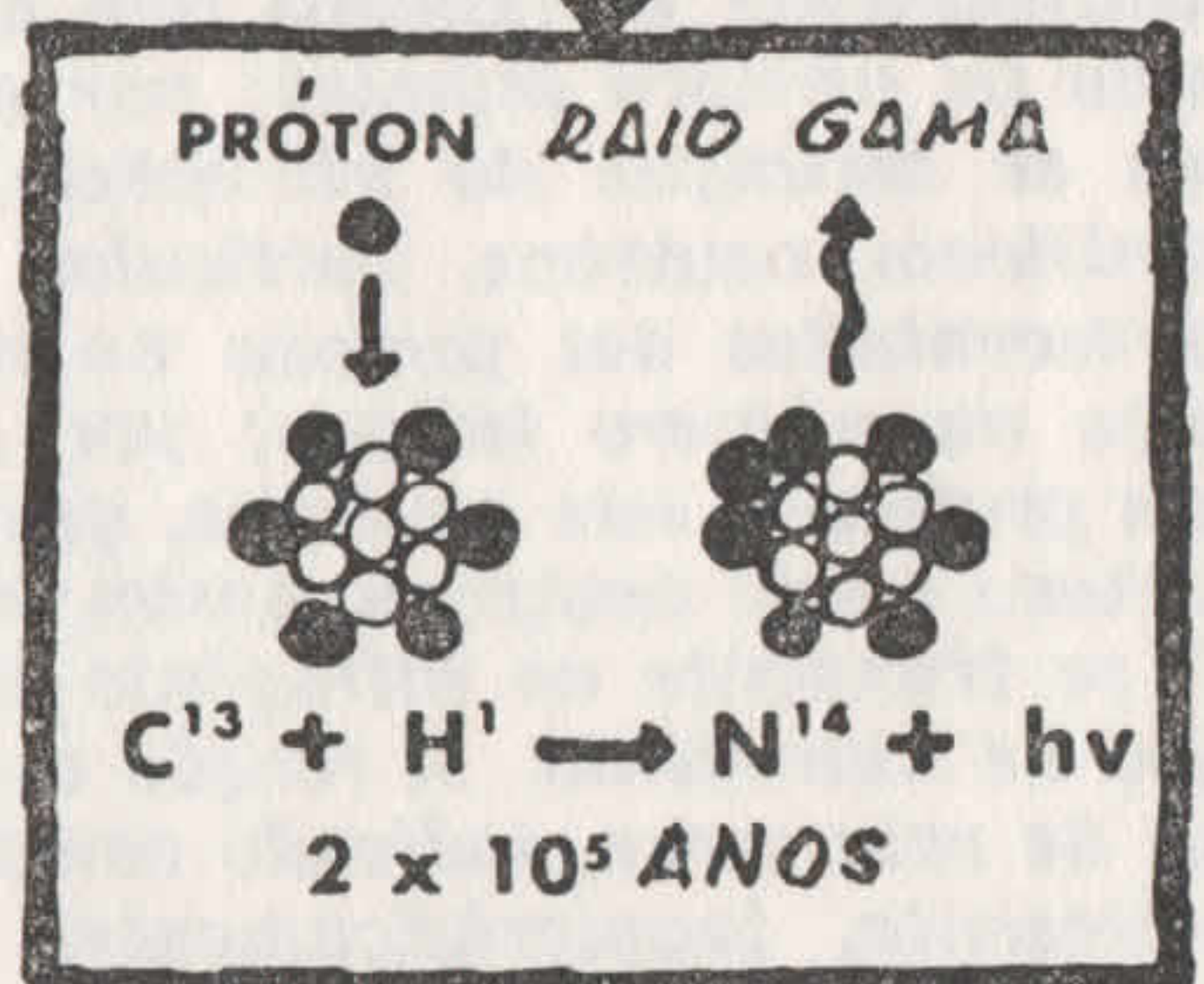
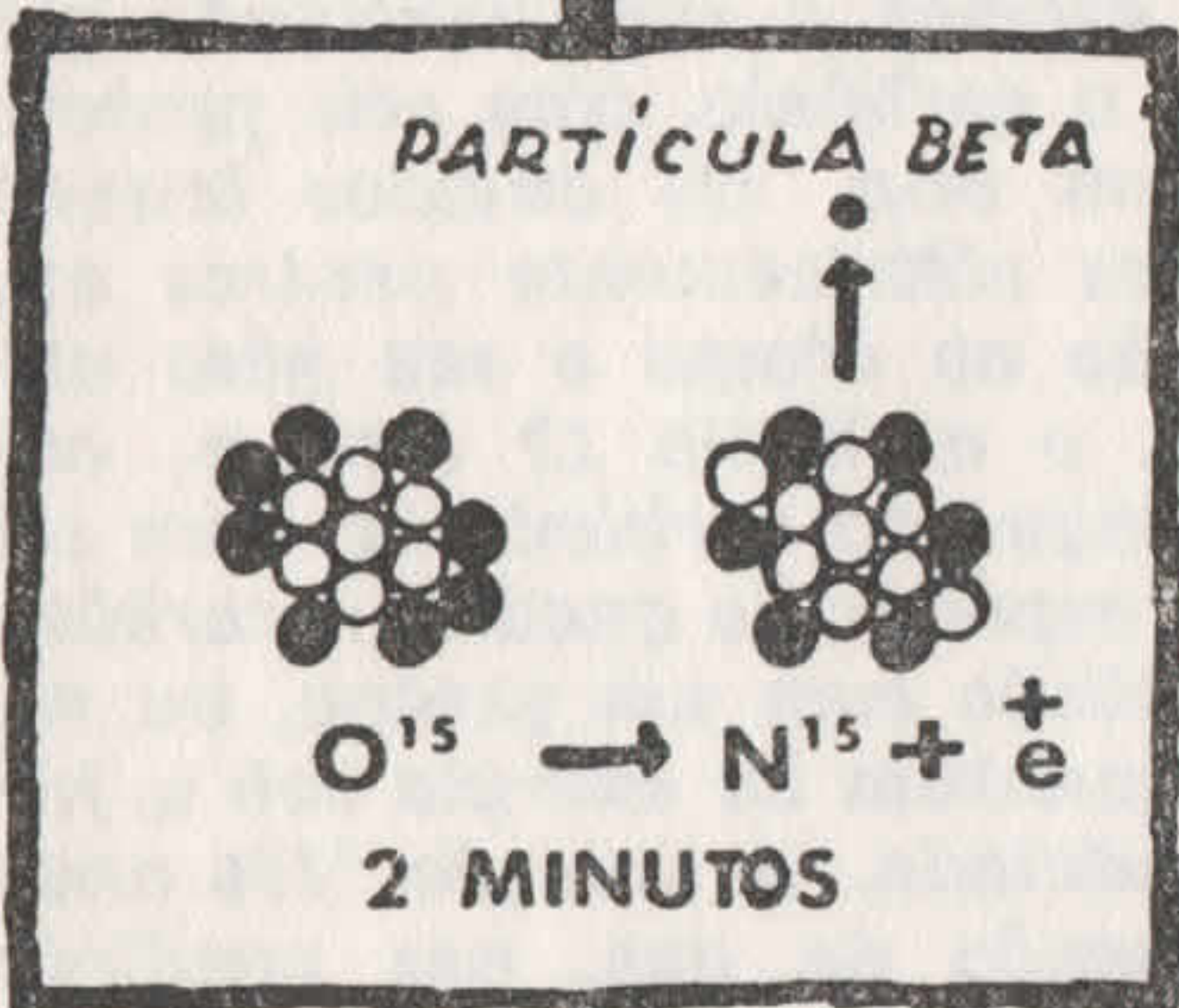
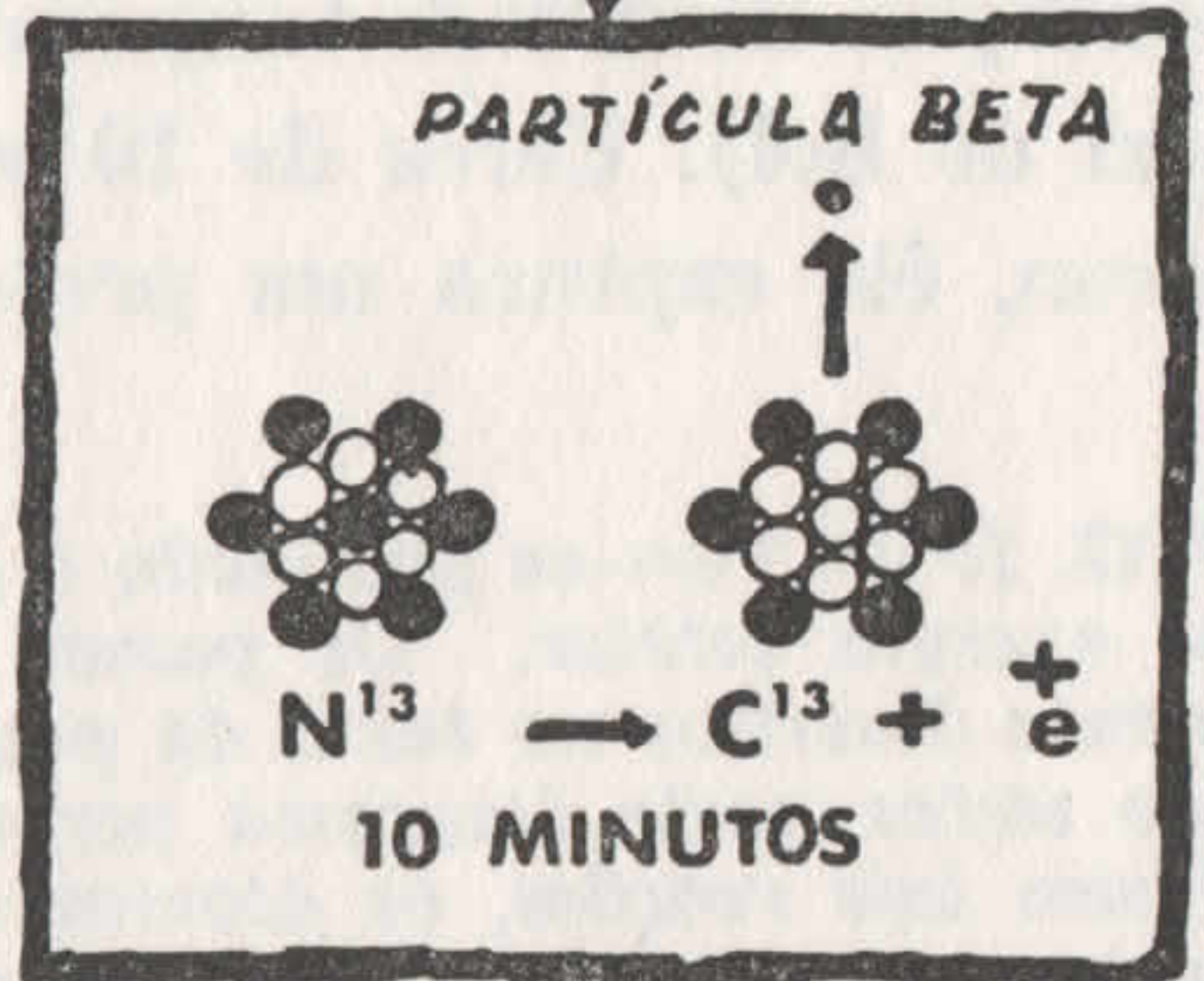
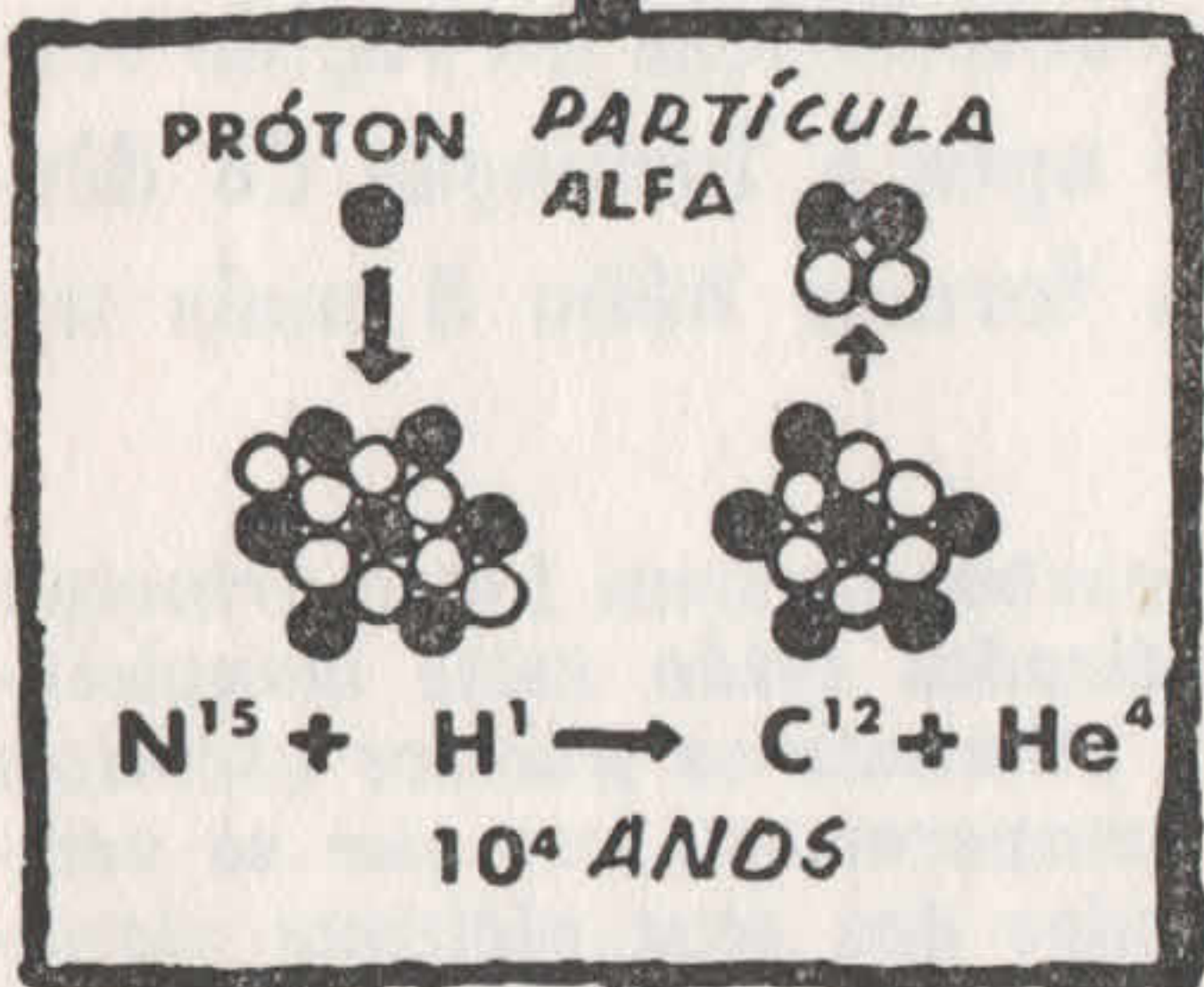
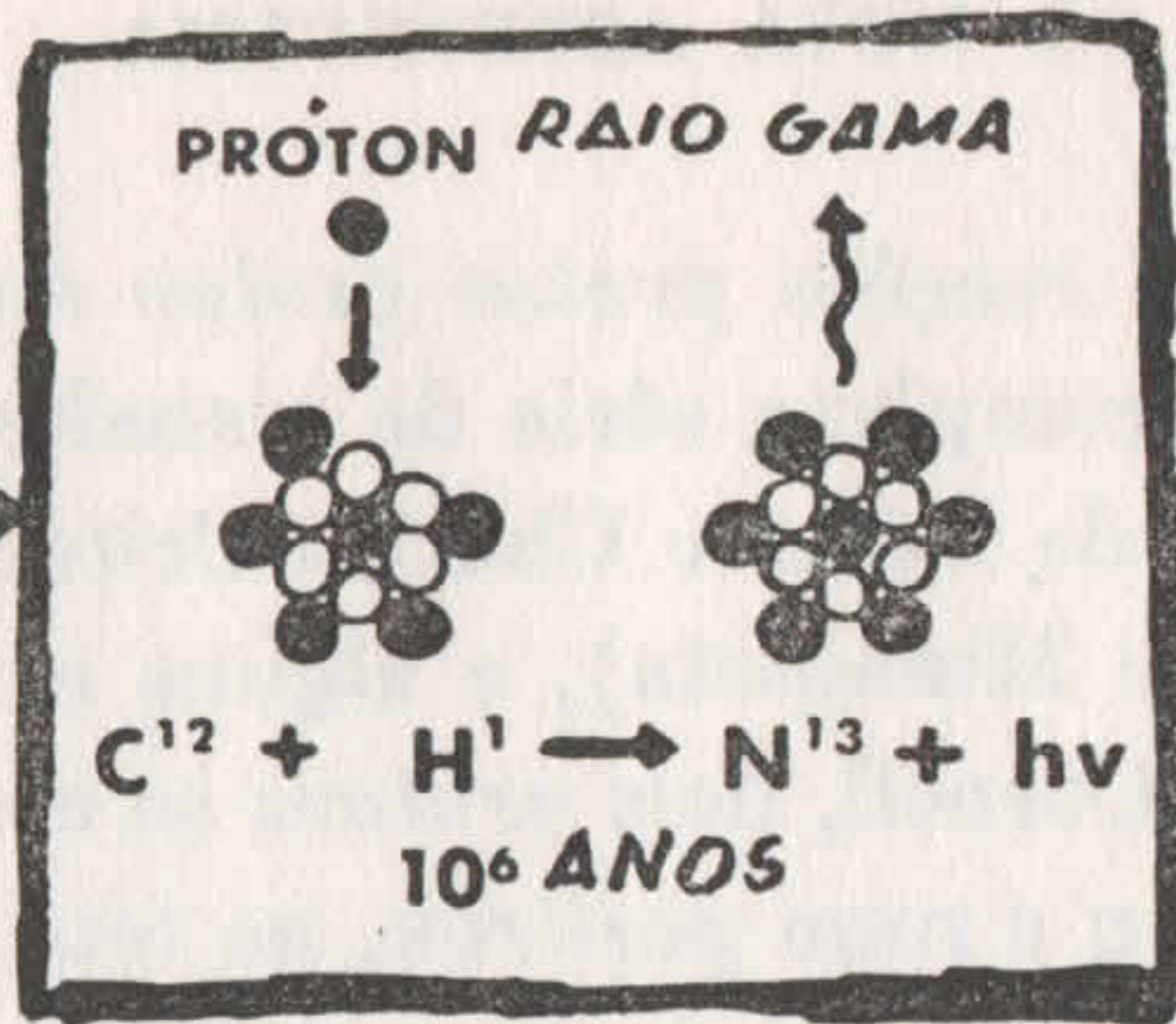
PARTÍCULA BETA

$O^{15} \longrightarrow N^{15} + \overset{+}{e}$

2 MINUTOS

PRÓTON PARTÍCULA ALFA

$N^{15} + H^1 \longrightarrow C^{12} + He^4$

10^4 ANOS

raio gama. Em aproximadamente 300.000 anos dois núcleos de hélio 3 se combinam para formar hélio 4 mais dois *protons*. Logo, como no caso do ciclo de carbônio, a reação *proton-proton* serve de fonte de energia transformando em radiação a energia restritiva do núcleo do hélio com relação a quatro *protons* e dois elétrons.

O ciclo de carbônio e as reações *proton-proton* são atualmente aceitos pela maioria dos astrofísicos como responsáveis pela produção de energia da maioria das estrêlas. De início, tôdas as reações nucleares do ciclo de carbônio foram observadas e medidas no laboratório; com efeito, ao darmos os tempos médios das várias reações, usamos alguns dados experimentais recentes obtidos por R. N. Hall e W. A. Fowler, no Instituto de Tecnologia da Califórnia, e C. L. Bailey e W. R. Stratton, na Universidade de Minnesota. O conjunto de reações *proton-proton* não pode ser confirmado experimentalmente, porque o seu passo inicial, a combinação de dois *protons* para formar um dêuteron e um *positron*, pouca probabilidade possui de medição no laboratório. Todavia, é bastante provável que mereça confiança a teoria na qual se fundamenta a sua probabilidade avaliada.

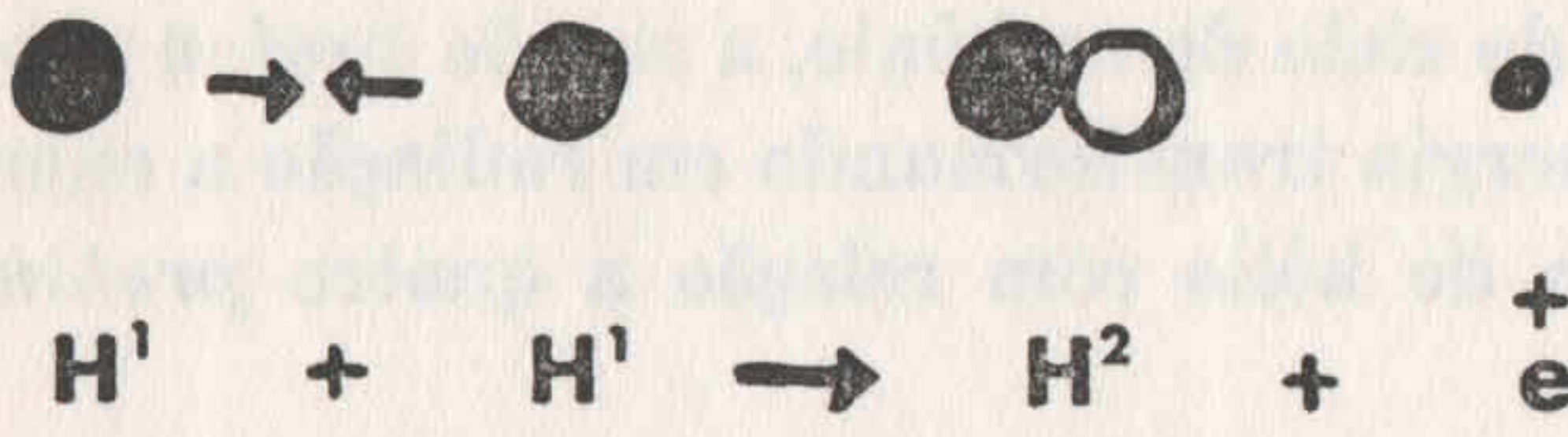
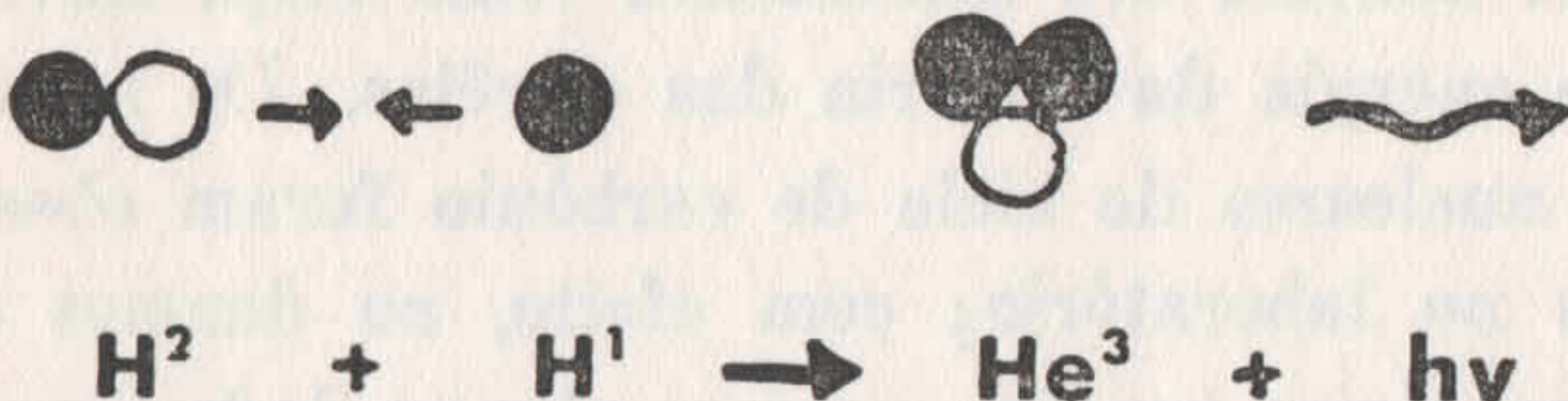
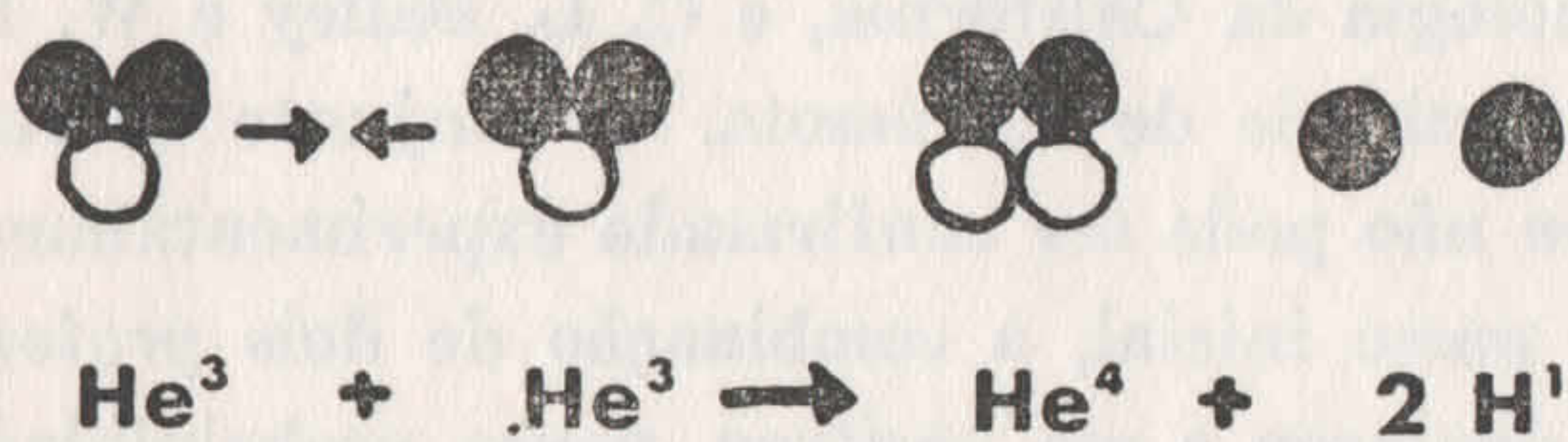
A verificação dos astrofísicos de qualquer hipótese em tôrno do que se passa numa estrêla depende, sobretudo, da análise de certas relações entre os vários tipos de estrêlas. Por intermédio de tais comparações, podem determinar, entre outras coisas, as condições de temperatura e densidade existentes no interior de uma estrêla. E quando elas são conhecidas, é possível calcular a razão em que a energia é produzida pelas colisões, estimuladas pela temperatura, entre os núcleos implicados em dado processo. Por outras palavras, pode se predizer que quantidade de energia deve ceder o processo de que se trata, dadas as quantidades dos núcleos que dêle par-

$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + \overset{+}{e}$	7 x 10^9 ANOS
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + hv$	10 SEGUNDOS
$He^3 + He^3 \rightarrow He^4 + 2\ H^1$	3 x 10^5 ANOS

FIG. 14 — A reação proton-proton *é outra fonte primacial de energia cósmica que atualmente se julga mais importante que o ciclo de carbônio, ilustrado na página 150. Os símbolos gráficos usados neste diagrama estão explicados na parte descritiva da ilustração, e os passos da reação plenamente descritos no texto, página 149. Tal qual o ciclo de carbônio, essa reação pode ser descrita como fusão de quatro núcleos de hidrogênio, ou* protons, *para fazerem um núcleo de hélio 4, ou partícula* alfa, *com o regresso casual de dois* protons *para o ciclo e a cessão de considerável quantidade de energia. No primeiro quadro acima, dois* protons *se unem e, com a emissão de um positron que leva a carga positiva de um dos* protons, *cedem um núcleo de hidrogênio pesado, ou dêuteron... Dois segundos mais tarde, como se vê no segundo quadro, o dêuteron se funde com outro* proton *para ceder um núcleo de hélio 3, e um* quantum *de raio gama. No último passo, após 300.000 anos, dois núcleos de hélio 3 se fundem para ceder um núcleo de hélio 4 e dois* protons. *Através do ciclo de carbônio e da reação* proton-proton, *564 milhões de toneladas de hidrogênio solar se convertem, em cada segundo, em 560 milhões de toneladas de hélio. Os quatro milhões de toneladas perdidos se convertem em energia radiante.*

ticipam. Ao serem feitos os cálculos, com o uso das quantidades de carbônio e nitrogênio indicadas pela análise espetroscópica das estrêlas, verifica-se que, no caso das estrêlas da seqüência principal muito mais brilhantes que o Sol, o ciclo de carbônio cede energia nuclear precisamente na razão em que, segundo se observa, emitem tais estrêlas energia de radiação. Assim, as predições teóricas concordam com as observações, ministrando uma boa prova de que o ciclo de carbônio é efetivamente fonte de energia nessas estrêlas. No caso de estrêlas de seqüência principal mais débeis que o Sol, os mesmos cálculos indicam que a fonte de energia não é o ciclo de carbônio, mas o conjunto de reações *proton-proton*. No próprio Sol, a reação *proton-proton* faz a principal contribuição para a razão observada de produção de energia.

O fato significativo é que, com base em tais cálculos, nenhuma outra reação nuclear nem nenhum conjunto de reações se aproxima da cessão da observada razão de emissão de energia para uma estrêla cuja temperatura esteja na faixa de 15 a 30 milhões de graus. Por exemplo, numa temperatura da ordem de 20 milhões de graus, as reações nucleares que envolvem o boro, elemento mais próximo do carbônio em leveza, cederiam uma produção de energia pelo menos 10.000 vêzes maior, ao passo que o elemento mais pesado seguinte, o oxigênio, daria uma energia aproximadamente 100.000 vêzes menor.

Portanto, o ciclo de carbônio e o conjunto de reações *proton-proton* se acomodam aos fatos observados de maneira única: consomem apenas o elemento mais abundante das estrêlas — o hidrogênio — e produzem a exata evolução de energia em temperaturas consistentes com as equações do equilíbrio estelar para as várias estrêlas da seqüência principal.

ESTRÊLAS ULTRAQUENTES

por Fred Hoyle

O objetivo dêste capítulo é considerar as mais elevadas temperaturas existentes no universo, ou seja, as temperaturas do interior das estrêlas. Esperamos que desta discussão surja alguma luz sôbre a formação do universo, tal qual o conhecemos, e sôbre a sua futura evolução.

Antes de iniciarmos, será conveniente dizer alguma coisa sôbre o significado da palavra temperatura. Em qualquer sistema fechado de gás que nem recebe energia do mundo exterior, nem tampouco perde energia para êsse mundo, as partículas distribuem os seus movimentos entre si através de colisões, ao acaso, de modo que se estabelece, eventualmente, um estado médio de negócios. A distribuição das velocidades das partículas nessa situação média é conhecida por distribuição de Maxwell. Semelhantemente, há uma distribuição de freqüências de radiação, conhecida por distribuição de Planck, a qual se origina de várias emissões e absorções de radiação pelas partículas, em conseqüência das suas colisões.

Sistema termodinâmico é aquêle no qual as condições médias (distribuição de Maxwell e Planck) devem ser consideradas como se havendo estabelecido, e a temperatura termodinâmica se define como quantidade que determina tanto a velocidade média das partículas como a intensidade do campo de radiação.

O material no interior das estrêlas possui, podemos dizer, uma temperatura termodinâmica. Quando afirmamos que a sua temperatura termodinâmica é elevada, queremos dizer que tanto a velocidade média de movimento das suas partículas como a intensidade de radiação são elevadíssimas.

Quando um sistema satisfaz a distribuição de Maxwell, mas não a distribuição de Planck, dizemos que o material possui uma temperatura "cinética". A temperatura cinética não implica qualquer forte habilidade de emitir radiações. Tais afirmações explicam como é que a superfície visível (fotosfera) do Sol, a uma temperatura termodinâmica de menos de 6.000 graus Kelvin, é capaz de emitir uma intensidade de radiação muito maior que a que emite a corona, apesar de ter esta última uma temperatura cinética de aproximadamente um milhão de graus K. Se bem que as partículas na corona se movam a uma velocidade muito maior que a da fotosfera, são tão mais dispersas que relativamente raras são as colisões radiantes.

Passemos agora à questão principal. Por que se eleva a temperatura termodinâmica acima de 10 milhões de graus nas regiões centrais do sol? A resposta a tal pergunta suscita coisas que jazem na raiz de grande parte da astrofísica da atualidade.

Talvez se faça melhor a aproximação da origem da temperatura ultra-elevada do interior do Sol pela comparação do caso do Sol ao dos planêtas. No centro da terra, o material está sob uma pressão de mais de 20 milhões de libras por polegada quadrada. (Se o leitor quiser ter uma leve noção do significado dêsse número, pense no esfôrço exigido para encher o pneu de um automóvel com uma pressão de 25 libras

por polegada quadrada.) Não obstante a enormidade da pressão no centro da terra, não é suficiente para fazer que se aniquilem os sólidos e líquidos comuns. Perto do centro do Sol, por outro lado, a pressão é superior a um trilhão de libras por polegada quadrada. Nenhum sólido nem líquido comum seria capaz de resistir a pressões de tal ordem. Se o Sol se compusesse de materiais como os que compõem a terra e os planêtas, haveria um colapso em grande escala; com efeito, o seu colapso seria tão rápido que poderíamos vê-lo a olhos desarmados.

Mas o colapso do Sol teria um limite. À medida que fôsse encolhendo a conversão de energia gravitacional em calor aqueceria cada vez mais o material interno e causaria a pressão interna. Quando o Sol se tivesse encolhido até cêrca de metade do seu tamanho atual, a pressão interna se tornaria suficiente para suportar o pêso das camadas superiores. Aí, teria fim o colapso.

Vemos imediatamente porque deduziram os astrônomos dever ser extremamente elevada a temperatura no interior de uma estrêla. Se já não fôsse elevada, as estrêlas se aniquilariam ràpidamente e impeliriam a temperatura para a faixa ultra-elevada. Em tôda estrêla mantém-se no nível certo, e por si próprio, um equilíbrio pressional.

Por ser tão elevada a temperatura interna das estrêlas, a energia deve ir do interior para a superfície mais fria. (É claro que a superfície deve ser muito mais fria que o interior; se a superfície do Sol fôsse tão quente como o âmago, o sol seria um milhão de milhões de vêzes mais brilhante do que é, e vaporizaria a terra em um minuto ou dois.) A necessidade de um fluxo externo de energia explica por que deve ser luminosa por si a estrêla. A superfície irradia energia no espaço na mesma medida em que a energia flui do interior. Essa,

por sua vez, depende da elevada temperatura interna exigida para que se mantenha o equilíbrio de pressão.

Notar-se-á que até agora nada se disse da geração de energia no interior da estrêla. Isso quer dizer que a estrêla continuaria a irradiar energia mesmo que não estivesse contìnuamente produzindo energia por reações termonucleares. É certo. O Sol emitiria radiações ainda que fôsse feito de pedaços de tijolos. Com efeito, mostra o cálculo que se fôsse feito de cacos, emitiria energia 1.000 vêzes mais do que agora! O motivo de tão notável conclusão é que um Sol composto de rocha, e não na sua maior parte de hidrogênio, exigiria uma temperatura interna substancialmente mais elevada (alguns 40 milhões de graus K) para manter o equilíbrio de pressão.

No caso de o leitor se admirar do que faz a geração termonuclear de calor no interior do Sol, diremos que ela permite mantenha o Sol o tamanho atual. Se não houvesse geração no interior do Sol, a sua constante perda de energia, em conseqüência da radiação, através da superfície, no espaço, sòmente poderia ser compensada mediante a intervenção do seu fornecimento de energia gravitacional, isto é, da energia cedida pela contração. O Sol se iria encolhendo lentamente, embora fôssem precisos alguns milhões de anos para se lhe perceber qualquer apreciável mudança no tamanho. Como estão as coisas, a produção termonuclear de energia age como um regulador automático de tamanho. Se o Sol devesse encolher-se um pouco, o conseqüente acréscimo da sua temperatura interna aumentaria a razão de produção de energia. Ora, uma das propriedades das reações termonucleares é que um acréscimo de temperatura aumenta a produção de energia muito mais ràpidamente do que aumenta o fluxo de energia. Por conseguinte, a energia se acumularia no interior do Sol, aumentaria a pressão interna e forçaria o Sol a expandir-se

até que reconquistasse o tamanho normal. Por outro lado, se o Sol fôsse maior do que é hoje, a sua produção de energia seria menor, porque a temperatura interna seria menor. A resultante perda líquida de energia interna deveria ser recompensada pelo encolhimento até o tamanho atual.

As reações termonucleares que geram energia nas estrêlas tornaram-se, é natural, amplamente conhecidas: chamam-se o ciclo do carbônio e a cadeia *proton-proton*, e foram descritas por Robert Marshak no capítulo precedente. Concorda-se em geral, agora, que essas últimas reações em que os *protons* se combinam para formar hélio, com emissão de grandes quantidades de energia, são os principais responsáveis pela produção de energia no Sol, ao passo que o ciclo de carbônio é mais importante nas estrêlas brilhantíssimas. O fato de as estrêlas possuírem uma fonte interna de energia acarreta a interessante conseqüência de serem capazes de manter-se por longuíssimos períodos de tempo. O Sol existiu, provàvelmente, quase como é agora, por quatro bilhões de anos ou mais.

A energia irradiada pelas estrêlas produz um bom número de esquisitices astronômicas. Algumas estrêlas — as estrêlas gigantes azuis luminosas em grau elevado — emitem grande quantidade da sua radiação na faixa ultravioleta. Apreciável parte dessa radiação ultravioleta é absorvida pelas nuvens de gás que existem no espaço. Logo, aquece-se consideràvelmente o gás, desenvolvem-se pressões mais elevadas, e, sob a influência delas, o gás começa a mover-se. Em suma, o gás interestelar fica constantemente agitado pelas estrêlas azuis de elevada luminosidade. Segundo a opinião de inúmeros astrônomos, essa agitação obriga as nuvens de gás a agir como dínamo, estabelecendo um campo magnético de considerável intensidade. Há prova de observação de que os campos magnéticos existem realmente no espaço interestelar, e crê-se atual-

mente que desempenham importante papel na aceleração dos raios cósmicos, essas partículas extremamente enérgicas que penetram a atmosfera terrestre vindas de fora. Assim, a energia dos raios cósmicos com quase tôda a certeza se origina bàsicamente das reações termonucleares nas estrêlas. É interessante que as partículas enérgicas produzidas artificialmente pelos físicos derivam realmente a sua energia da mesma fonte, pois a energia usada para operar os nossos *cíclotrons, betatrons, sincrotrons e cosmotrons* também se deriva em última análise da luz do Sol!

Ambos os conjuntos de reações geradores de energia, nas estrêlas, possuem o mesmo efeito líquido: convertem o hidrogênio em hélio. Poder-se-ia acreditar que, enquanto o Sol possui uma reserva de hidrogênio, não há mudança substancial na sua luminosidade nem no seu tamanho. Tal noção não é correta, contudo, e por dois motivos. Primeiro, quando discutimos o que sucederia se o Sol fôsse feito de cacos, vimos que com um material interno de pêso atômico maior que o do hidrogênio, seria necessária uma temperatura maior para manter o equilíbrio de pressão. Como o hidrogênio do Sol se converte no elemento mais pesado hélio, a temperatura interna do Sol deve subir, e êle se torna mais luminoso.

Não é tudo. A razão das reações termonucleares depende da temperatura. Logo, o hidrogênio no centro quente do Sol se converte em hélio muito mais depressa do que o hidrogênio nos arredores mais frios. Como resultado, a composição do Sol deve tornar-se desigual, pois parece improvável haver qualquer importante mescla de material entre o interior e as partes externas. Pode mostrar-se, por meio de intricados cálculos, que são peculiares os efeitos de tal desigualdade. De início, o Sol inteiro se encolherá provàvelmente um pouco. No estágio seguinte, as regiões centrais continuarão a encolher-se,

ao passo que as partes externas começarão a inchar-se. Tudo isso será acompanhado de um brilho constantemente crescente. Por fim, o Sol se tornará extremamente luminoso e extremamente túrgido, mais de 1.000 vêzes mais luminoso e com um raio cêrca de 100 vêzes maior que o atual. Em seguida, virá um período de declínio no qual a luminosidade diminuirá cêrca de 100 vêzes e o raio cêrca de 20 vêzes, com relação aos valores atuais. Depois disso, a luminosidade se estabilizará, mas o raio continuará a encolher até que o Sol se torne sòmente cêrca de vinte vêzes menor que atualmente. Na fase final, o Sol cessará de se encolher e a sua luminosidade começará a declinar. Passará a ser o tipo de estrêla conhecida pelo nome de anã branca.

Talvez nos sentíssemos inclinados a ver em tais resultados uma espécie de fantasia, se algumas recentes observações, sobretudo as de H. C. Arp e A. R. Sandage, não nos tivessem dado uma clara indicação de que o curso da evolução descrito se verifica efetivamente. A situação está resumida no quadro da página 162, o qual mostra certo número de estrêlas pertencentes ao aglomerado globular Messier 3, representadas de acôrdo com a sua luminosidade e temperatura de superfície (indicadas pela côr). A posição de uma estrêla nesse diagrama de temperatura-luminosidade também lhe determina o tamanho.

Tôdas as estrêlas registradas nesse diagrama parecem ter sido semelhantíssimas no comêço: são tôdas, provàvelmente, estrêlas com massas cêrca de 1,2 vêzes a do Sol. A sua diferença de luminosidade e de temperatura de superfície se explica pelo fato de algumas das estrêlas serem mais adiantadas na evolução do que outras, sendo as estrêlas levemente mais dotadas de massa as mais adiantadas. As estrêlas tombam numa seqüência bem definida simplesmente porque essa é a se-

qüência ao longo da qual elas evolvem (na realidade existe certa variação na seqüência, de acôrdo com a massa de uma estrêla, mas a variação é comparativamente pequena).

Uma estrêla começa bem perto do fundo da seqüência e evolve para cima ao longo dela. Quando atinge a forquilha perto da extremidade superior do diagrama, envereda pela estrada à direita, conhecida pelo nome de ramo "gigante". Evolve para a parte superior extrema da seqüência, na extremidade superior direita, em seguida regressa e desce de novo. Na forquilha, volta-se para o ramo "horizontal". O movimento ao longo de tal ramo corresponde ao encolhimento que se segue às condições de dilatação verificáveis no ramo gigante. À medida que a estrêla se encolhe, cresce a sua temperatura de superfície. A temperaturas mais elevadas, uma maior proporção da radiação da estrêla se verifica na forma de luz ultravioleta. Isso significa que a estrêla se torna cada vez mais difícil de observar, porque a luz ultravioleta é, na sua maior parte, absorvida pela atmosfera terrestre e não penetra os nossos telescópios. Portanto, a estrêla que se encolhe desaparece da nossa vista, não por emitir menos energia, senão porque grande parte da sua energia não pode ser por nós observada. À distância de Messier 3 não podemos absolutamente vê-la nos últimos estágios da sua evolução como anã branca (O estabelecimento de um observatório num satélite artificial superará essas e outras dificuldades semelhantes).

Convém ressaltar que tôdas essas mudanças evolucionárias demandam dilatado tempo, cêrca de cinco bilhões de anos do comêço à derradeira etapa da jornada no ramo horizontal. A maior parte dêsse tempo se passa nos primeiros estágios, as partes inferiores da seqüência. Uma vez que a estrêla supere êsses estágios iniciais, evolve com rapidez crescente. O Sol ainda se encontra nos primeiros estágios. Sendo estrêla

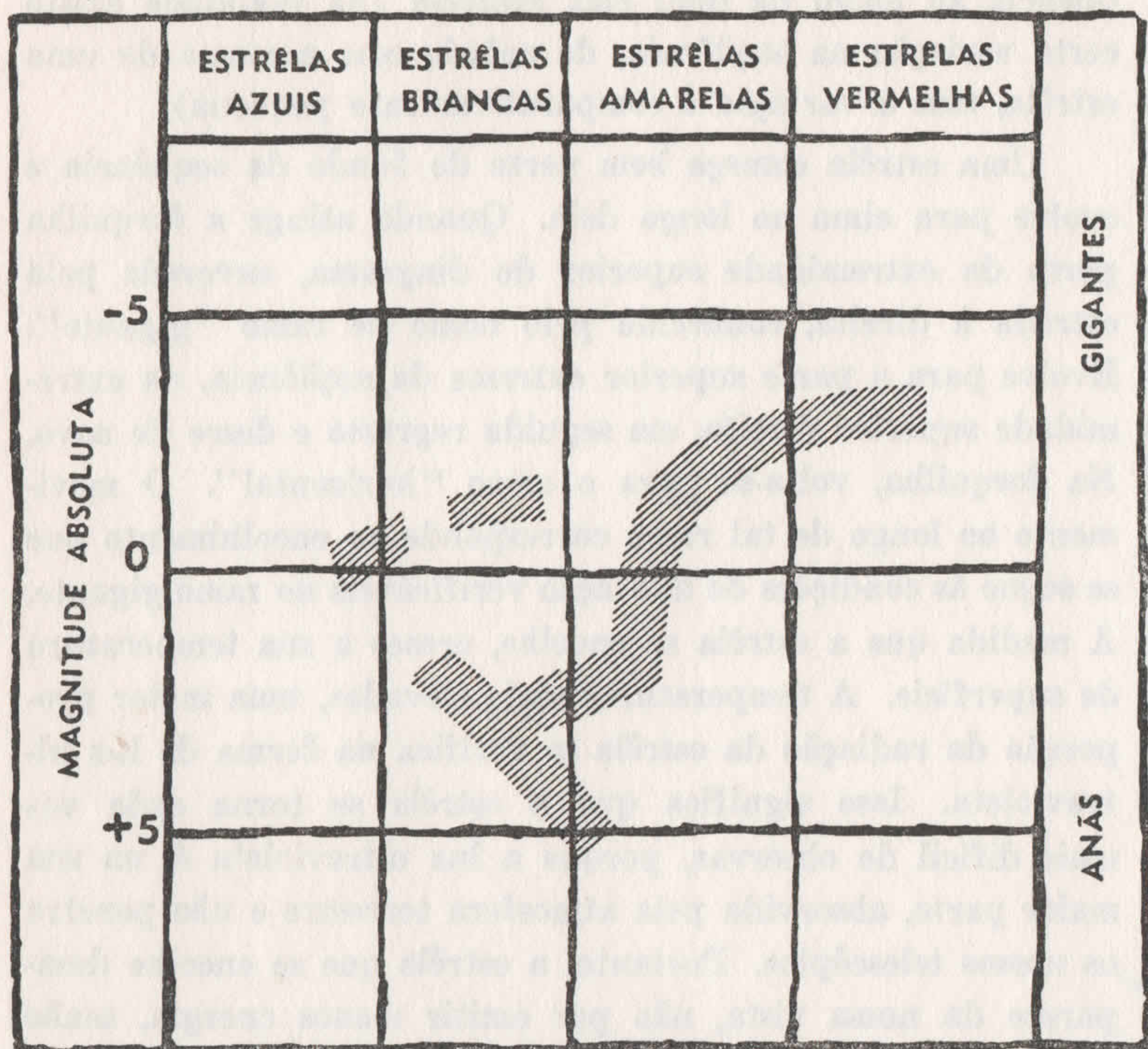



FIG. 15 — Diagrama da luminosidade da côr das estrêlas no aglomerado globular Messier 3, feito por H. C. Arp e A. R. Sandage dos Observatórios dos Montes Wilson e Palomar. A distribuição das estrêlas sugere o caminho da sua evolução, iniciando-se no fundo do caminho sombreado, subindo para a direita, para a coluna das gigantes vermelhas, recuando em seguida para baixo, pelo mesmo caminho, e indo para fora, para a esquerda, logo acima das linhas de grandeza "O", nas colunas de gigantes brancos e azuis.

um pouco mais maciça que as indicadas no diagrama, a sua evolução através dos primeiros estágios demorará mais tempo. Virá, porém, o dia do Sol.

A temperatura no centro de uma estrêla perto do fundo da seqüência está entre 12 e 15 milhões de graus K. A me-

dida que a estrêla progride ao longo da trilha evolucionária, cresce a temperatura no âmago. Isso se verifica por dois motivos: 1) a substituição do hidrogênio pelo hélio obriga a temperatura a subir para que se mantenha o equilíbrio de pressão; 2) as regiões centrais da estrêla se encolhem. No momento em que a estrêla atinge o cimo do ramo das gigantes, a temperatura sobe a cêrca de 100 milhões de graus (A temperatura de uma bomba de hidrogênio no momento da explosão compara-se de perto a essa temperatura; devemos lembrar-nos, contudo, de que, enquanto na bomba de hidrogênio essa elevada temperatura se obtém apenas num volume de algumas jardas cúbicas, na estrêla ocupa um volume de uns 100.000 bilhões de bilhões de jardas cúbicas.)

A uma temperatura de 100 milhões de graus, as reações termonucleares, outras que não as que formam o hélio, tornamse importantes. No momento em que o ramo das gigantes é atingido, cêrca de 50 por cento do hidrogênio original da estrêla se converte inteiramente em hélio; na realidade as partes interiores da estrêla já não contêm qualquer hidrogênio. Conseqüentemente qualquer outra reação nuclear nas regiões centrais deve usar o hélio como combustível. As reações importantes são as que convertem o hélio em carbônio, oxigênio e néon. Três núcleos de hélio 4 se fundem para formar carbônio 12; a adição de outro núcleo de hélio ao carbônio faz o oxigênio 16; e o oxigênio mais outro hélio faz o néon 20. Tôdas essas reações cedem energia na forma de raios gama.

Assim, no ramo das gigantes, as estrêlas geram energia de duas maneiras: nas suas regiões externas fundem os núcleos de hidrogênio em hélio; na zona central fundem o hélio em núcleos maiores. As primeiras reações recebem freqüentemente o nome de reações "que queimam hidrogênio", enquanto as

outras se chamam reações "que queimam hélio" (indubitàvelmente se trata de um pesadelo de químico).

Ora, assim como a queima de hidrogênio levou à exaustão de hidrogênio nas regiões internas das estrêlas, assim também, após algum tempo, conduz a queima de hélio à exaustão de hélio. Outras reações nucleares do centro devem esperar por outro acréscimo da temperatura central, que se verifica à medida em que a região central se encolhe. A elevação à temperatura de 600 milhões de graus inicia reações nucleares que convertem o carbônio em sódio, magnésio e néon; a elevação a cêrca de 800 milhões de graus converte o néon em magnésio e oxigênio; a elevação a cêrca de 1.500 milhões de graus muda o oxigênio e o magnésio em alumínio, sílica, enxofre, fósforo, cloro, árgon, potássio e cálcio. Outra elevação a cêrca de 2.000 milhões de graus faz que todos êsses elementos se convertam no que se conhece como grupo do ferro — titânio, cromo, manganês, ferro (que é o membro mais abundante), cobalto, níquel, cobre e zinco. Tudo isso se verifica muito provàvelmente nas estrêlas que povoam o ramo horizontal.

Em resumo, a estrêla começa com uma simplicíssima composição química — quase tudo hidrogênio, sendo a única impureza importante o hélio — e torna-se cada vez mais variada na constituição, segundo procede a evolução. Visto que a temperatura varia através de uma estrêla, é possível o estabelecimento de uma estrutura assaz complexa. Consideremos o caso em que a temperatura central sobe a 2.000 milhões de graus. No centro, o material consistirá inteiramente em elementos do grupo do ferro. A alguma distância, onde a temperatura é de 1.500 milhões de graus, haverá uma zona feita de elementos, do alumínio ao cálcio. Mais longe ainda, os principais elementos serão o oxigênio, magnésio e sódio.

O néon e o carbônio virão depois, em seguida o hélio, e finalmente, como camada externa, o hidrogênio.

Pode uma estrêla atingir efetivamente a temperatura termodinâmica de 2.000 milhões de graus? Ela depende da massa da estrêla. Essas temperaturas devem desenvolver-se nas estrêlas de massa cêrca de 1,3 vêzes maior que a do Sol, mas nunca em estrêlas de massa menor. Quando o Sol tiver completado a sua evolução, como fará em cinco bilhões de anos mais ou menos, a sua temperatura central máxima durante o encolhimento final será apenas de 1.000 milhões de graus aproximadamente.

Somos tentados a sugerir que todos os elementos químicos conhecidos foram sintetizados a partir do hidrogênio mediante processos termonucleares no interior das estrêlas. Afora a atração estética dêsse postulado, a sugestão encontra um apoio imediato na observação de que o hidrogênio é, esmagadoramente, o elemento mais abundante do universo.

Antes de considerarmos sèriamente essa teoria da origem dos elementos, temos de responder a algumas perguntas importantes. Uma delas é esta: as nuvens de gás e pó no espaço interestelar contêm os elementos mais pesados. Como foram ter lá tais elementos? Felizmente, a resposta é fácil. O material pode ter sido arremessado ao espaço interestelar pelas estrêlas explosivas conhecidas como supernovas. Suspeita-se de que pelo menos uma espécie de supernovas são estrêlas que evolveram além do ramo horizontal, quando brotou a maioria dos elementos. Com efeito, há razões teóricas para crer que a explosão se pode relacionar com os próprios processos construtores de elementos.

Duas interessantes provas dessa teoria parecem oferecer a confirmação. Pode-se calcular que as explosões de super-

nova ocorridas durante os cinco bilhões de anos de vida da nossa galáxia lançaram u'a massa total de material equivalente a cêrca de um por cento da matéria do espaço interestelar. E é exatamente essa percentagem de matéria interestelar que é feita dos elementos mais pesados que o hélio, segundo as observações. O acôrdo é muito satisfatório. Em segundo lugar, pela nossa teoria deveríamos esperar que as estrêlas nascidas cedo na história da nossa galáxia contivessem concentrações muito menores de elementos pesados do que as estrêlas formadas mais recentemente com a matéria interestelar. Tal expectativa concorda com as observações. Parece que as estrêlas muito velhas possuem uma concentração de elementos mais pesados apenas 10 por cento do que a de estrêlas recentemente formadas. A diferença se deve, presumìvelmente, à acumulação de elementos pesados no espaço, em resultado das gigantescas explosões de supernovas.

Por que havia de ser o hidrogênio o elemento primevo de onde surgiram os demais? Se êsse enigma não é tão difícil, eis outro: como foi que surgiu o próprio oxigênio? Não podemos responder, dizendo que sempre existiu. O hidrogênio converte-se constantemente em outros elementos por processos que se afiguram irreversíveis. A despeito disso, o hidrogênio continua a ser o elemento mais abundante do universo. Logo, devemos supor que tem uma idade finita, pois se existisse por um tempo infinito, já houvera sido inteiramente esgotado.

É difícil imaginar que processo físico poderia conduzir à origem de um átomo de hidrogênio. Creio, todavia, que não podemos deixar de refletir que os recentes descobrimentos da intricada estrutura da matéria, com a sua pletora de partículas evanescentes, talvez tenha alguma coisa que ver com o problema. A não ser assim, é difícil ver onde tocam o universo, no

seu todo, os delicados pormenores da física. Parece pouco provável não haver ligação nenhuma entre o que se poderia chamar de mundo subnucleônico e o universo mais amplo.

PARTE 5

O SOL E OS SEUS SATÉLITES

I. A HIPÓTESE DA NUVEM DE PÓ

por Fred L. Whipple

Nascido em 1906, no estado de Iowa, Fred L. Whipple matriculou-se na Universidade da Califórnia, em Berkeley, para doutorar-se, antes de, em 1951, unir-se aos membros do Observatório de Harvard. Ali ficou até a nomeação, no ano passado, como Diretor do Observatório Astrofísico da Smithsonian Institution. A sua obra se tem realizado principalmente no reino comparativamente local do nosso sistema solar e constitui o fundamento das suas contribuições originais para a questão mais universal da origem das estrêlas e dos planêtas, que é o assunto dêste capítulo. Como a maioria dos astrônomos de Harvard, Whipple é autor de um livro para leigos, TERRA, LUA E PLANÊTAS.

II. O SOL

por Armin J. Deutsch

Atualmente nos Observatórios de Monte Wilson e Monte Palomar, nasceu Armin J. Deutsch em Chicago, em 1918. A sua instrução foi interrompida e prolongada pela Segunda Guerra Mundial. Na metade do caminho para o doutorado na Universidade de Chicago, em 1942, foi enviado a Chanute Field, Illinois, onde serviu como instrutor, voltando, para o doutoramento, em 1946. Antes da sua atual nomeação, ensinou por algum tempo na Universidade do Estado de Ohio e em Harvard. O seu principal campo de trabalho é a espetroscopia estelar e a teoria dos processos eletro-magnéticos nas atmosferas estelares.

III. MARTE

por Gérard de Vaucouleurs

Neste capítulo sôbre o planêta mais próximo, Gérard de Vaucouleurs volta ao campo das suas primeiras pesquisas na astronomia (v. nota biográfica na página 91) É autor de um livro para leigos sôbre o assunto, *O Planêta Marte,* publicado em tradução inglêsa por P. A. Moore e da *Physique de la Planète Mars,* cujas edições inglêsa e norte-americana estão sendo preparadas.

IV. COMETAS

por Fred L. Whipple

Como se disse acima, o campo especial astronômico de Fred L. Whipple é o sistema solar. O seu trabalho sôbre cometas e meteoros trá-lo ainda mais perto de casa, pois grande parte das observações de tais objetos implica na sua interação com a própria atmosfera da terra. Whipple, conseqüentemente, desfruta de outra posição como perito das regiões superiores da atmosfera o que fêz dêle consultor da Fôrça Aérea e de Dependências de Guerra desde o comêço da Segunda Guerra Mundial.

V. METEOROS

por Fletcher G. Watson

Na companhia dos seus colegas aqui, desfruta Fletcher G. Watson da distinção de ser um *ex*-astrônomo. Nascido e educado na Califórnia, uniu-se aos membros do Observatório de Harvard, doutorando-se em 1938. A sua pesquisa principal foi sôbre meteoros, asteróides e cometas; é autor do volume da sua especialidade na série do Observatório de Harvard para os leigos, chamados *Entre os Planêtas.* Durante a Segunda Guerra Mundial, como lugar-tenente comandante, trabalhou em instalações navais. Ao ficar livre do serviço, regressou para Harvard na qualidade de membro da faculdade da Escola de Educação, onde atualmente é professor associado. Com James B. Conant colaborou no desenvolvimento de cursos de ciência de introdução para graduandos não-científicos, os quais serviram de modelos no movimento geral de educação; com o historiador da ciência I. B. Cohen, é autor da GENERAL EDUCATION IN SCIENCE.

A HIPÓTESE DA NUVEM DE PÓ

por Fred. L. Whipple

Se um dia a terra desaparecesse numa nuvem de pó de uma reação de cadeia, possibilidade que se menciona meio a rir, meio a sério, nestes tempos desregrados, os filósofos de outro planêta poderiam descobrir certa simetria poética no seu nascimento e morte. Recentes estudos astronômicos nos têm dado razão para supor que a terra nasceu numa nuvem de pó. Essa hipótese da nuvem de pó, como se chama, sugere que os planêtas e as estrêlas se formaram de imensas reuniões de partículas submicroscópicas flutuantes no espaço. Embora ainda esteja sendo desenvolvida, a hipótese da nuvem de pó possui uma plausibilidade que outras teorias acêrca da origem das planêtas e das estrêlas desconhecem.

O comêço do nosso universo físico está necessàriamente envolto nas névoas de incontáveis séculos. Que processo cósmico criou as estrêlas e os planêtas? Outros, novos, ainda se estão formando? Ou tudo quanto existe foi feito de uma vez só? Os cientistas progridem no seu estudo dessas fascinantes perguntas, embora ainda lhes não possam dar respostas certas.

A teoria da nuvem de pó inicia-se com o fato de haver gigantescas nuvens de pó e gás no abismo do espaço entre as estrêlas. As observações dos astrônomos durante os últimos vinte anos provaram a existência de tais nuvens. O espaço

interestelar, que antigamente se supunha vazio, contém, ao que agora se sabe, incrível quantidade de material microscópico. Jan Oort, da Holanda, calculou que a massa total de pó e gás interestelar equivale ao material das próprias estrêlas, inclusive todos os possíveis sistemas de planêtas. Por outras palavras, para cada estrêla há uma quantidade igual de pó e gás dispersa no espaço. A imensidão dessa quantidade de material supera a imaginação humana. Sòmente na Via-láctea, equivale a 300 milhões de milhões de vêzes a massa terrestre. Contudo, é tão vasto o espaço interestelar que o pó e o gás estão mais dispersos do que no vácuo mais perfeito criado na terra.

Possuímos boa parte de informações em tôrno de composição dêsse pó estelar nebuloso. Os gases que podemos descobrir são os elementos comuns que nos são familiares: hidrogênio, hélio, oxigênio, nitrogênio, carbônio, e assim por diante. Astrônomos holandeses demonstraram recentemente que tais átomos de gás lentamente se unem em combinações químicas e partículas de pó. Se bem que a estrutura das partículas de pó seja incerta, parece que a maioria delas é pequeníssima, da ordem de um quinquagésimo milésimo de polegada de diâmetro. A prova do tamanho delas e do fato de serem realmente particulas de pó é oferecida pela maneira por que disseminam a luz de estrêlas longínquas. Essa disseminação produz nuvens escuras numa chapa fotográfica. A pequena quantidade de luz estelar que se escoa através dessas nuvens de pó é avermelhada, pelo mesmo motivo pelo qual o Sol se nos mostra avermelhado durante uma tormenta de pó: as longas ondas de luz vermelha são menos disseminadas pelas pequenas partículas de pó do que as ondas mais curtas de outras côres.

Que é que reúne as partículas de pó em nuvens? Lyman Spitzer antes componente de Yale e agora de Princeton, sugeriu que talvez fôsse a pressão da luz. A pressão da luz, tão excessivamente diminuta que nem pode ser comumente observada, se patenteia notàvelmente na cauda dos cometas, formada pela pressão da luz solar que expulsa o material delicado da cabeça do cometa.

O autor, seguindo a sugestão de Spitzer, verificou que em circunstâncias algo desusadas, mas possíveis, a luz das estrêlas tende a reunir o pó interestelar em nuvens cada vez maiores. Na luz estelar do espaço, cada partícula de pó lança a sua sombra diminuta. Não obstante, o resultado é menos luz a brilhar da direção de uma partícula sôbre outra próxima e vice-versa. Daí, tenderem as duas partículas a mútua atração, por uma fôrça que varia inversamente segundo o quadrado da distância entre elas. A matemática de tal princípio é semelhante à da lei de gravitação, de Newton.

Depois de algumas partículas se reunirem numa pequena nuvem, a nuvem lança uma sombra maior, na luz estelar, sôbre as partículas da sua vizinhança. Essas partículas são atraídas para nuvem, tornando-a cada vez maior. Se a nuvem não fôr demasiadamente agitada pelo seu movimento através de outros bancos de pó e gás, e se uma estrêla demasiadamente brilhante não passar através dela e espalhar as partículas com a pressão da sua luz, a nuvem continuará a atrair pó. Finalmente, atingirá massa e densidade suficientes para que a gravidade se torne mais forte que a pressão da luz. A nuvem, então, começará a contrair-se. Os cálculos mostram que, para uma nuvem de pó com a mesma massa que o Sol, as duas fôrças seriam aproximadamente iguais, quando o diâmetro da nuvem atingisse cêrca de 6.000 bilhões de milhas. Essa distância é 60.000 vêzes a distância da terra ao sol. Cal-

culou-se também que a nuvem poderia desenvolver-se e encolher-se numa estrêla em menos de um bilhão de anos.

Tais cálculos foram feitos antes que efetivamente se observasse qualquer nuvem de pó dessa natureza. Durante a guerra, Bart J. Bok, de Harvard, examinando um dia algumas fotografias familiares da Via-láctea, notou umas manchazinhas muito pequenas, redondas, escuras, que não haviam parecido importantes até então. Estoudou um determinado número de fotografias de cada região da Via-láctea e encontrou as mesmas manchas escuras em tôdas as fotografias. Não se tratava de defeitos fotográficos, e sim de densas e escuras nuvens no espaço; Quando Bok lhes calculou as distâncias e os diâmetros, verificou que as nuvens menores do grupo tinham quase o mesmo tamanho que a nuvem de pó hipotética para a qual a gravidade iguala a pressão de luz sôbre o pó. Muitas eram maiores; algumas, contudo, muito menores.

O descobrimento de Bok sugeriu a fascinante possibilidade de que as pequeninas nuvens escuras poderiam ser estrêlas em embrião. Parece mais do que provável que, a todo instante, se formam novas estrêlas do pó cósmico. Não há outra explicação razoável para o brilho de determinadas estrêlas. A intensidade de radiação de uma estrêla, a qual indica com que rapidez ela queima a sua energia em reações nucleares, determina-lhe a idade máxima. Algumas estrêlas são tão brilhantes que não poderiam haver irradiado por dois bilhões de anos, tempo mínimo que podemos permitir desde o "comêço". Logo, devem ter nascido depois do sistema solar. O descobrimento dessas nuvens instigou o autor a estudar a possibilidade de que não sòmente uma estrêla senão também um sistema de planêtas pode formar-se pela condensação de tais nuvens.

Consideremos o nosso sistema solar, portanto, como estudo da formação de uma estrêla e dos seus satélites. Temos uma

gigantesca nuvem de pó, acima descrita, que começou a condensar-se em virtude da gravidade. Haverá no seu interior movimentos turbulentos menores do material — subnuvens, ou correntes de pó — que passam umas pelas outras ou colidem. A fim de explicarmos a atual lenta rotação do nosso Sol, devemos supor que os movimentos das correntes na nuvem original se cancelaram e que a nuvem, no seu todo, não girava. Tal ponto pode ser ilustrado por um conhecido jôgo de salão. A vítima é levada a sentar-se num banquinho de piano com os braços estendidos e segurando alguns livros. De repente, o banquinho começa a girar lentamente. A vítima recebe a ordem de puxar para si os braços e os livros. Gira, então, com tal velocidade que é capaz de cair do banquinho. O fenômeno demonstra a lei de "conservação do momento angular", ou o que se poderia chamar de "obstinação rotacional". O momento angular, ou rotação em volta do centro, pode ser diversamente distribuído entre as partes do sistema, mas o momento total para o sistema todo permanece constante. Portanto, se a grande nuvem de pó da qual se formou o Sol tivesse tido qualquer apreciável rotação no início, após o seu colapso, o Sol houvera girado com grande velocidade. Na realidade, porém, o nosso Sol gira bem devagar, levando quase um mês para uma rotação completa. Conseqüentemente, a nuvem de pó original deve ter sido quase estacionária.

A propósito, isso não seria necessàriamente verdade para outras nuvens de pó do nosso sistema galáctico. A própria Via-láctea gira; logo, seria de esperar que bom número de nuvens coalescentes de pó possuíssem nela boa rotação. Em tal caso, segundo a nossa teoria, não poderiam condensar-se em estrêlas simples, mas formariam estrêlas duplas e até aglomerados. Na verdade, a maioria das estrêlas *são* duplas ou múltiplas, de modo que a tal respeito a hipótese da nuvem

de pó condiz com as observações. O Sol pode ser considerado um caso algo desusado.

Após têrmos explicado a lenta rotação do Sol, voltemos à nuvem de pó. Perante a fôrça da sua própria gravidade, começou ela a condensar-se. A princípio, concentra-se muito lentamente, pelo fato de resistirem à contração os movimentos dos seus fluxos e correntes internos. Qualquer grupo de partículas móveis é, naturalmente, mais difícil de reunir e comprimir do que o grupo imóvel. Mas no curso de milhões de anos os movimentos fortuitos do fluxo no interior da nuvem são amortecidos pelas colisões e pela fricção. Entretanto, a nuvem se contrai cada vez mais poderosamente, à medida que se vai tornando menor, visto que, à medida que lhe aumenta a densidade, aumenta a fôrça de gravidade entre as partículas. O resultado líquido, com a resistência a diminuir e a gravidade a aumentar, é que a nuvem se concentra cada vez mais depressa. A sua concentração final, de um tamanho igual ao do sistema solar (ou seja, o diâmetro da órbita de Plutão, o mais afastado dos planêtas) exigiria algumas centenas de anos. Em virtude do acréscimo de pressão da nuvem que se contrai, a temperatura cresce enormemente. Na última fase de aquecimento branco da sua concentração, o Sol começaria a irradiar como estrêla. A temperatura central se tornaria suficientemente grande para iniciar o ciclo de reações nucleares entre o carbônio, o hidrogênio e o hélio que mantêm a irradiação do Sol.

Devemos, agora, explicar a evolução dos planêtas a partir da mesma grande nuvem de pó. Voltaremos à nuvem antes de ela começar a encolher-se apreciàvelmente, e seguiremos o maior fluxo da nuvem. Se o pó nesse fluxo fôr suficientemente denso, o fluxo se condensará em nuvens menores. À medida que tais nuvens flutuarem juntas, pràticamente na

mesma direção, colherão material menos compacto do que elas; logo, crescerão lentamente, nutrindo-se de partes da grande nuvem. Enquanto crescem, as nuvens menores, agora "proto-planetas", começam a espiralar lentamente para o centro de nuvem principal. Ganham em massa, mas não em momento angular, de modo que se movem para o centro de gravidade, mais ou menos como uma bola turbilhonante numa tira de borracha, se não houver fôrça que a mantenha girando, espirala em círculo cada vez mais estreito à medida que se lhe vai reduzindo o movimento por fricção. Alguns dos protoplanetas movem-se para dentro mais ràpidamente do que outros, dependendo-lhes a razão da velocidade do tamanho e da probabilidade de encontro com outros fluxos.

Se a grande nuvem se mantivesse para sempre disseminada, todos os protoplanetas iriam, eventualmente, ter ao seu centro. Mas muito antes de alguns dêles completarem a espiral, a nuvem principal se concentra e forma o Sol. A sua rápida concentração final deixa alguns protoplanetas nas suas órbitas, fora da nuvem que se concentra. Alguns, atraídos demasiadamente para perto do centro, são destruídos no calor do Sol. Outros, bastante longe, permanecem intactos. Condensam-se e tornam-se planêtas. Alguns podem estar a uma distância enorme do Sol. Pelo que sabemos, pode haver planêtas no nosso sistema, além de Plutão, o mais distante que nos é dado ver.

Quando recém-formados, os planêtas são quentes, talvez quentes a ponto de se acharem em condições de fusão. Mas, sendo relativamente pequenos, o seu calor de contração não é suficiente para iniciar as reações nucleares que os fariam irradiar permanentemente como estrêlas. Aos poucos, esfriam-se.

Descrevemos, pois, de que maneira a hipótese da nuvem de pó explica a origem do sistema solar. Vejamos, agora, de

que maneira a nossa teoria explica as peculiaridades do sistema.

Qualquer teoria acêrca da evolução do nosso sistema planetário deve explicar vários fatos notáveis: 1) Todos os planêtas se movem na mesma direção e, com uma exceção, quase no mesmo plano da órbita da terra, chamada plano da eclíptica. 2) As suas órbitas em tôrno do Sol são aproximadamente circulares. 3) Quase todos os planêtas giram sôbre o eixo, na mesma direção em que giram em tôrno do Sol. 4) A maioria possui luas ou satélites — Júpiter conta com onze — os quais giram em redor do planêta, no plano da sua rotação e na mesma direção.

Deve, pois, a teoria explicar grande parte da regularidade do sistema. Mas deve, outrossim, explicar algumas irregularidades. Por exemplo, a órbita de Urano e o seu sistema de cinco satélites, incluindo-se, provàvelmente, o descoberto há pouco por G. P. Kuiper, no Observatório McDonald, no Texas, encontra-se, por alto, em ângulo reto com o plano da eclíptica. O único satélite de Netuno gira em sentido contrário ao do resto do sistema solar, embora Netuno gire na direção comum e, assim, esteja corretamente orientado. Alguns dos satélites de Júpiter e também Saturno são contrários.

De início, a teoria explica por que, geralmente, giram os planêtas na mesma direção e em quase o mesmo plano. O plano dêles e a direção estão determinados pelo movimento do fluxo original do qual foram criados. As órbitas circulares dos planêtas em volta do Sol se explicam pela fase espiralizadora da sua evolução. A espiralização reduz a órbita de qualquer corpo, que gira, cada vez mais à forma circular.

O espaçamento entre os planêtas, na sua atual distância do Sol, não é explicado pela hipótese da nuvem de pó. Êsse espaçamento, como sabe qualquer estudante de astronomia, se-

gue relação matemática regular, conhecida pelo nome de lei de Bode. É possível hajam sido as distâncias dos planêtas do Sol determinadas pelos efeitos gravitacionais durante um longo período de tempo, e não no verdadeiro comêço. O grande astrônomo matemático Ernest W. Brown, de Yale, era da opinião de que as distâncias dos planêtas se mantiveram constantes durante mais de 100 milhões de anos.

A rotação dos planêtas explica-se adequadamente mediante a teoria da nuvem de pó. À medida que a grande nuvem se condensa, torna-se mais densa em direção ao centro do que nas regiões externas. Assim, o protoplanêta, quando se move em espiral para o interior, tende a colhêr mais material no lado que se volta para o centro do que no outro. Tal processo produz um resultado mais ou menos como o do deslizamento de uma bola de neve. O lado que colhe mais material torna-se mais pesado e anda mais lentamente. O lado exterior do planêta, mais leve, anda mais depressa e prossegue. Assim, o processo imprime um giro para a frente ao planêta todo.

Supondo que os planêtas tenham realmente adquirido tôda a sua rotação dessa maneira, podemos avaliar-lhes o tamanho quando se condensaram. O tamanho de um planêta quando começou a girar pode ser calculado por intermédio da sua atual velocidade de rotação e da sua massa. Os resultados dos cálculos são animadores para a hipótese da nuvem de pó, pois o diâmetro calculado de cada protoplanêta resulta quase o mesmo ou pouco mais que o diâmetro da órbita do atual satélite mais distante do planêta, o que indica que os satélites se formam, enquanto os planêtas ainda se encontram no estado de nuvem. Quando a nuvem do planêta se concentra, o material externo se reúne em satélites ou tomba na superfície do planêta. Assim, os satélites se desenvolvem na mesma maneira em que se desenvolvem os planêtas quando a nuvem do Sol se concentra.

Não temos dificuldade em explicar as rápidas revoluções dos satélites em tôrno dos seus planêtas. Os próprios planêtas giram ràpidamente. Deveríamos esperar que também os satélites girassem na mesma direção de rotação dos seus planêtas e no plano do equador. Na maioria dos casos, como vimos, é o que se verifica. Mas que dizer das exceções? O único satélite de Netuno, os três satélites exteriores de Júpiter e um dos de Saturno giram em direção oposta à dos demais e geralmente em planos diferentes dos do equador dos seus planêtas. Talvez seja a resposta extremamente simples: os satélites desviados não faziam parte dos sistemas iniciais de tais planêtas, tendo sido capturados mais tarde, quando já não podiam ser completamente controlados. Muito provàvelmente, havia, a princípio, inúmeras e densas nuvens menores, ou planêtas potenciais, que se não desenvolveram em planêtas de característico completo. Algumas delas eram pequenas e fora do fluxo principal. Se uma pequena nuvem dessa espécie fôsse ter a uma nuvem de planêta antes da concentração do planêta, seria capturada e passaria a ser satélite. Normalmente, a rotação da nuvem do planêta levaria a nuvem capturada na mesma direção, e reduziria o tamanho da órbita do satélite Mas o satélite que fôsse capturado pela gravidade de um planêta após a concentração dêsse planêta seria menos fortemente influenciado. Se estivesse girando para trás no momento da captura, continuaria na sua órbita retrógrada, apesar de aprisionado pela fôrça de gravidade do planêta.

A nossa hipótese tem de explicar outra irregularidade de maior importância. Por que são alguns dos planêtas tão maiores que outros, e por que são os grandes planêtas tão menos densos que a terra? A densidade média de Júpiter, por exemplo, é apenas um pouco maior que a da água, ao passo que a terra é cinco vêzes e meia mais densa que a água.

Saturno, se pudesse ser colocado num gigantesco mar, flutuaria. A explicação de tais diferenças está, provàvelmente, como sugeriu Henry Norris Russell, de Princeton, no fato de haverem sido maiores no início os planêtas gigantes. O tamanho deu-lhes uma enorme atração gravitacional, de modo que podiam reter os gases leves, como o hidrogênio e o hélio, os quais teriam escapulido de um planêta menos maciço. A sua capacidade de atrair e reter os elementos leves teria um duplo resultado: cresceriam ràpidamente e seriam relativamente leves em proporção ao seu volume. Por outro lado, um protoplanêta dos menores, como a terra, menos capaz de reter hidrogênio ou hélio, alcançaria em pouco tempo o seu limite de crescimento. Lyman Spitzer mostrou recentemente que até hoje, da atmosfera da terra, se evolam hidrogênio e hélio.

Há outra interessante particularidade do sistema solar aparentemente muito bem explicada pela hipótese da nuvem de pó. É o fato de os planêtas mais próximos do Sol terem relativamente poucos satélites e atmosferas comparativamente tênues. Eis a explicação: quando o Sol se aproximava da concentração na sua forma final, a energia emitida pela sua contração o aqueceu. Os planêtas interiores — Mercúrio, Vênus, Terra e Marte — achavam-se, então, numa região bastante densa do Sol que se condensava. Como resultado, as suas atmosferas e superfícies aqueceram-se atingindo elevadíssimas temperaturas. A maioria dos seus satélites deve ter-se evaporado. Felizmente para a teoria, êsse período de evaporação foi breve — talvez alguns meses ou anos — pois, em caso contrário, os próprios planêtas se houveram evaporado. Seja como fôr, nem a terra nem a lua foram provàvelmente de todo poupadas por êsse "banho de fogo"; talvez tenham sido ambas apreciàvelmente reduzidas em tamanho pela evaporação das suas rochas externas. Os planêtas exteriores, achando-se fora dêsse banho de fogo, não devem ter sido muito

atingidos, o que explica o fato de ainda possuírem densos envoltórios gasosos e uma abundância relativa de satélites.

Resta por explicar outro fenômeno intrigante, talvez o mais fascinante dentre todos, o grande amontoado de asteróides, ou planêtas menores, encontrados na região entre Marte e Júpiter. Há pelo menos 1.600 dessas "montanhas voadoras", com diâmetros que variam de uma ou duas milhas a trezentas ou quatrocentas milhas. Tôdas elas giram na mesma direção e perto do plano da eclíptica, embora não tanto quanto os planêtas. O seu agrupamento sugere que os asteróides possuem uma origem comum. Constituem, acaso, as pedras de construção de um planêta que se despedaçou, ou os restos de um planêta esmagado? A atual opinião pende para a última possibilidade. A prova, apesar de ainda não completa, é bastante convincente. Harrison Brown e os seus colaboradores demonstraram que os meteoritos — pedaços de material interplanetário que tombam sôbre a terra como estrêlas cadentes — devem ser fragmentos de um planêta despedaçado. Outros estudos de C. C. Wylie, em Iowa, indicam que essas estrêlas cadentes, ou bolas de fogo, passam em volta do Sol em órbitas semelhantes às de alguns asteróides. Não obstante seja débil a cadeia de prova nesse ponto, podemos razoàvelmente aceitar a conclusão de serem os meteoritos pequeninos asteróides, e de os asteróides, por sua vez, serem pedaços de um planêta outrora completamente formado. Harrison Brown calcula-lhe o tamanho em aproximadamente o de Marte.

De que modo se esmagou o planêta? Provàvelmente por colisão com outro planêta; talvez tenha havido até nisso mais de dois planêtas. Na teoria da nuvem de pó, podemos fàcilmente admitir a formação de um planêta excêntrico que cruzou a órbita de outro no fluxo principal. Se assim foi, seria de esperar, mais cedo ou mais tarde, que os dois planêtas

colidissem. A resultante explosão cósmica teria produzido os asteróides.

Vimos, pois, que a hipótese da nuvem de pó explica a grande maioria dos fatos em tôrno do nosso sistema solar. A principal dificuldade na teoria diz respeito à questão de como se mantiveram os protoplanêtas durante os primeiros estágios. Naquele período, as nuvens de pó deviam ser raríssimas, sendo-lhes a densidade média um vácuo superior ao de uma garrafa termos. No entanto, tinham de se manter unidas o bastante para colhêr material dos espaços mais raros entre elas, e tinham de ser suficientemente maciças para crescer e espiralar-se em direção ao Sol. É difícil imaginar essa situação, mas há prova teórica da sua possibilidade.

Devemos agora considerar se a teoria da nuvem de pó é mais convincente, ou possui menor número de pontos fracos, do que outras teorias propostas. A famosa Hipótese da Nebulosa, do astrônomo matemático francês, Marquês Pierre Simon de Laplace, dizia que o sol e os planêtas se originavam de uma grande nebulosa ou nuvem giratória. A êsse respeito, a teoria de Laplace se assemelha mais ou menos à atual. Mas êle supunha os planêtas formados por anéis de matéria deixados atrás, quando a nebulosa em formato de prato se concentrou. A hipótese da nebulosa tem pela frente a tremenda dificuldade de exigir que a maioria da rotação do sistema solar seja suportado pelo Sol. Como vimos, o Sol, girando devagar, contém efetivamente apenas uma pequena porcentagem da rotação total ou momento angular do sistema, ao passo que Júpiter contém mais da metade. Não é possível, com a teoria de Laplace, explicar os movimentos observados.

Outra famosa e importantíssima teoria, conhecida pelo nome de Hipótese Planetária, foi proposta pelo geólogo T. C. Chamberlin e pelo astrônomo F. R. Moulton, da Universi-

dade de Chicago, logo no início dêste século. Afirmaram ambos que os planêtas eram a conseqüência de uma quase colisão entre o Sol e outra estrêla. A estrêla aproximava-se bastante do Sol, chegando até a lhe raspar a superfície, talvez. No Sol se erguiam enormes marés, e grandes quantidades de material lhe eram arrancadas. O material condensava-se, então, em gôtas que, eventualmente, se transformavam em planêtas. A hipótese planetária possui bom número de atraentes característicos, e tem, nesse campo, dominado o pensamento por muitos anos.

Uma das suas principais dificuldades, também comum a outras teorias que exigem uma colisão ou quase-colisão estelar, foi indicada por Henry Norris Russel e provada por Lyman Spitzer. Consideremos o estado físico do material quente, gasoso que, segundo essa teoria, deve ser retirado de baixo da superfície do Sol, com grande rapidez, digamos, numa hora ou duas. Enquanto o gás permanece no Sol, é retido pela enorme gravidade do Sol, cêrca de 28 vêzes a da terra. Se não fôsse extremamente quente, o gás se concentraria em massa densíssima. É mantido em distensão por temperaturas solares que vão de 10.000 graus F. na superfície a cêrca de 40 milhões de graus no centro. Suponhamos, então, que retiremos suficiente material do Sol para, com êle, serem feitos os planêtas, permitindo-se considerável perda no espaço. Retiramos gás a uma temperatura de talvez 10 milhões de graus. No instante em que fôr libertado da grande gravidade do sol, a pressão explosiva dêsse gás superaquecido será fantàsticamente enorme. Repentinamente libertado, o gás se expande numa explosão de fôrça quase inconcebível. A maior parte do gás se perde para sempre do sistema solar. Além disso, é muito difícil conceber um processo pelo qual o gás restante se esfrie e condense em gotinhas, ou se reúna em massas grandes como os planêtas.

Recentemente, o físico alemão C. F. von Weizsäcker desenvolveu uma nova teoria matemática para a evolução dos planêtas, a partir de uma nuvem de gás e pó girando em tôrno do Sol. A sua teoria prediz a lei de Bode sôbre as distâncias dos planêtas ao sol. Há, contudo, dúvidas sôbre se a teoria de Weizsäcker tem realmente efeito. Além do mais, deixa de pé a questão da maneira pela qual a nuvem de gás veio a existir e a mover-se em tôrno do Sol.

Tôdas as correntes teorias acêrca do nascimento das estrêlas e dos planêtas deixam muito que desejar. A verdade é que ainda tateamos na névoa de um passado antigo pobremente iluminado. Talvez seja mister um avanço inteiramente novo na ciência para que jorre a luz no nosso caminho. Por outro lado, é possível que já tenhamos pisado o caminho certo, sem podermos, todavia, ver o bastante para lhe reconhecer o valor.

O SOL

por Armin J. Deutsch

Em 26 de julho de 1946, às 11,15 horas da manhã, viram os astrônomos um filamento quente, escarlate, cruzar a face do sol diretamente sôbre uma grande mancha solar ativa. No instante do seu aparecimento, a radiotransmissão de ondas curtas sumiu-se em todo o hemisfério iluminado pela luz do dia. Numa das freqüências de rádio, a estática, da direção do Sol, sofreu um acréscimo de mais de 10.000 vêzes o volume normal. No curso dos seguintes 10 ou 12 minutos, o filamento escarlate aumentou em intensidade; por alguns segundos brilhou 30 vêzes mais, na sua luz vermelha, do que a face brilhante do sol. Em seguida, menos ràpidamente do que havia aparecido, o fulgor alongou-se, espalhou-se e sumiu. Às 12,30, havia-se torcido numa distância de 350.000 milhas; perto de uma das bordas do fulgor, via-se u'a massa de gás mais frio cobrindo superfície de um bilhão de milhas quadradas a cair dentro do sol a uma velocidade de 45 milhas por segundo.

Algumas horas depois, o fulgor escarlate já não existia, e nada restava para marcar-lhe a posição sôbre o grande grupo de manchas solares. Mas à 1,45 da tarde do dia seguinte, os sensíveis instrumentos magnéticos dos observatórios, em tôda a terra, começaram simultâneamente a estremecer com violência. O campo magnético na superfície da terra sacudiu-se durante as doze horas seguintes; depois, voltou gradativamente ao seu estado normal imperturbado. Os circuitos sem-fio

da imprensa entre Nova Iorque e as capitais do norte da Europa permaneceram inúteis durante a maior parte dos dias 26 e 27 de julho. Uma brilhante aurora iluminou os céus sôbre a costa marítima, a oriente, nas primeiras horas do dia 27; em Washington, fitas coloridas saracotearam para além do zênite na parte sul do céu.

Êsse fenômeno não foi único. Quando a face do Sol tem grande número de manchas, como sucede agora durante êste período de atividade máxima, os fulgores solares não são especialmente raros. Mais de 40 foram notados no Observatório de Monte Wilson, na Califórnia, em 1946, e calcula-se que, em média, se verificaram com a freqüência de um cada 5 horas. Naturalmente, a maioria dos fulgores é menos intensa que o grande fulgor de 26 de julho, e inúmeros são acompanhados por efeitos terrestres menos violentos. Poucos, se é que existem, são suficientemente brilhantes para que se vejam por meio de um telescópio comum. A maioria pode ser vista ou fotografada apenas com um instrumento que colhe da luz solar uma das poucas faixas estreitas do espetro eletromagnético nas quais os fulgores concentram tôda a sua energia. O instrumento convencional para tal fim é o espetro-helioscópio, o qual dispersa o espetro da luz solar e faz passar, através de uma estreita fenda, apenas a faixa ou os comprimentos de onda particulares que devem incidir na retina ou no filme fotográfico. Recentemente, alguns astrônomos passaram a dispensar de vez o elaborado espetro-helioscópio, e iniciaram o uso de um compacto sanduíche de finos blocos de quartzo e fatias de polaróide, os quais, juntos, funcionam como filtro para uma estreitíssima faixa de comprimentos de onda.

O Sol, a 93 milhões de milhas de distância da terra, possui um diâmetro cêrca de 109 vêzes o do nosso planêta, e é

aproximadamente trezentas e trinta mil vêzes mais denso. Perto do centro do Sol — a uma temperatura de 20 milhões de graus centígrados, pressão de um bilhão de toneladas por polegada quadrada e densidade igual a sete vêzes a do chumbo — os núcleos atômicos colidem com tal violência que é possível transformar-se uma espécie nuclear em outra. Os mais importantes dentre tais processos fazem núcleos de hélio a partir do hidrogênio. São os chamados ciclo de carbônio e as reações *proton-proton* e foram descritos por Robert Marshak no seu capítulo sôbre. "A energia das estrêlas". Mediante essas reações termonucleares, 564 milhões de toneladas do hidrogênio do Sol se transmutam, em cada segundo, em 560 milhões de toneladas de hélio. A maior parte dos quatro milhões de toneladas de massa que se fundem em cada segundo se convertem em energia radiante, e isso flui da superfície incandescente do Sol, à razão de meio milhão de bilhões de bilhões de cavalos. A terra, pequenino alvo, à distância que a separa do Sol, é atingida por menos de meio bilionésimo da radiação total do Sol. Contudo, essa pequenina fração é o suficiente para manter a temperatura de tôda a superfície terrestre bem acima do zero absoluto do espaço vazio, para mover a grande máquina de calor que é a atmosfera, para garantir os complexos processos por meio dos quais as plantas criam matéria viva através do dióxido de carbônio e da água, e, por intermédio das plantas, sustentar tôda a vida animal.

O estudo dessa estrêla, para nós a mais próxima, tem sido o objeto dos astrônomos desde o memorável dia, em 1610, em que Galileu, pela primeira vez, contemplou o disco incandescente com o seu novo telescópio. Galileu viu realmente manchas negras no Sol. A princípio, pensou que se tratasse da sombra de corpos entre a terra e o Sol, mas imediatamente concluiu acharem-se no próprio Sol, e ser-lhes o movimento através do disco, de leste a oeste, causado pela rotação do Sol

sôbre o seu eixo num período de aproximadamente um mês. Dois séculos e meio mais tarde, porém, Sir John Herschel ainda perguntava "Mas que são as manchas?" O grande astrônomo inglês afirmou que "Surgiram inúmeras idéias fantasiosas sôbre a questão, mas apenas uma parece ter certo grau de probabilidade física, ou seja, a de serem elas o corpo sólido negro do próprio Sol, exposto aos nossos olhos..." Hoje, ficou estabelecido, sem nenhuma dúvida, que o Sol não possui corpo sólido negro. E os astrônomos continuam a repetir a angustiante pergunta de John Herschel: "Que são as manchas?"

As manchas surgem contra o fundo da superfície brilhante, branca, do Sol, e êsse fundo muito tem revelado ao observador cuidadoso. Não é particularmente difícil ver, por exemplo, que o disco do Sol é muito mais fraco na orla do que no centro, embora a orla surja bem distinta nos mais poderosos telescópios. O escurecimento da orla, ou limbo, é até mais perceptível nas fotografias. Aparece com mais clareza na luz azul e violeta, a que é mais sensível a emulsão fotográfica comum do que o ôlho. Na verdade, cuidadosas medidas têm revelado que, no ultravioleta, o limbo do Sol é duas vêzes menos brilhante do que o centro.

As leis de radiação de corpos quentes nos permitiram determinar a temperatura da superfície do Sol — chamam-lhe os astrônomos fotosfera — por causa de seu brilho. A temperatura é de cêrca de 6.000 graus acima do zero absoluto (+ 273 graus C-). Nessa temperatura, tôdas as substâncias conhecidas se encontram em estado gasoso. Por outras palavras, o que, à primeira vista, parece ser a superfície brilhante e lisa do Sol não passa de atmosfera incandescente com cêrca de 200 milhas de espessura. Nas regiões externas dessa capa atmosférica, os gases solares sòmente fulgem fracamente e são quase perfeitamente transparentes; perto do fundo da capa

os gases são intensamente brilhantes e quase opacos. Naturalmente, a atmosfera do Sol torna-se menos densa e menos quente em direção ao tôpo. Perto da base da fotosfera, a temperatura é de 6.300 graus absolutos; a pressão, cêrca de um quinto da atmosfera da terra ao nível do mar, e a densidade, menos de um milionésimo da densidade do ar ao nível do mar. Duzentas milhas acima da base da fotosfera, a temperatura cai 1.400 graus; a pressão dos gases e a densidade, 18 vêzes e 12 vêzes, respectivamente, e os gases passam a ser mais de 60 vêzes mais transparentes.

Pode parecer estranho que a brilhante face do Sol não passe de coisa mais substancial do que um manto de gás luminoso sem ter, absolutamente, limites determinados. Se tal quadro fôr exato, como explicaremos o fio de navalha que o disco solar apresenta, mesmo ao ser observado através de poderosos instrumentos? Por que não vemos a atmosfera atenuar-se gradativamente no limbo do Sol? Naturalmente, o motivo é que, a uma distância de 93 milhões de milhas dos nossos telescópios, até uma atmosfera com espessura superior a 200 milhas há de parecer um fio de navalha; a essa distância, 200 milhas subentendem o mesmo ângulo que o cabelo humano a uma distância de 150 pés.

O escurecimento no limbo do Sol é conseqüência do fato de distinguirmos uma atmosfera semitransparente, e não uma superfície discreta. Perto do limbo, olhamos oblìquamente através da atmosfera do Sol, e não nos é dado ver tão profundamente como no centro. A luz que nos vem do centro do disco nasce principalmente perto do fundo da fotosfera; ali, é elevada a temperatura e a luz que vemos é, correspondentemente, brilhante e azul. Mas a que nos vem de perto do limbo nasce das proximidades do tôpo da fotosfera, onde a temperatura é relativamente baixa e, por conseguinte, a luz mais fraca e mais vermelha.

Um cuidadoso estudo do escurecimento do limbo deveria, portanto, proporcionar grande soma de dados sôbre as propriedades absorventes da fotosfera. Um dos principais enigmas da astronomia solar, por longos anos, foi a surpreendente opacidade da tênue fotosfera. Há mais gás na coluna de ar sôbre cada pé quadrado da terra do que sôbre cada pé quadrado na base da fotosfera. Contudo, a nossa atmosfera é quase perfeitamente transparente, ao passo que a do Sol é opaca. A razão disso só foi verificada há poucos anos.

Consideremos o comportamento dos átomos na fotosfera do Sol. Por ser elevadíssima a temperatura, movem-se êles com grande velocidade. A densidade é relativamente baixa, de modo que os átomos colidem um com o outro menos freqüentemente do que as moléculas do ar na terra. Mas quando se chocam, a colisão é cêrca de vinte vêzes mais violenta, em média, do que a que se verifica entre moléculas de ar. De fato, as colisões entre átomos na fotosfera, e entre *quanta* de luz e átomos, são com freqüência suficientemente dotadas de energia para arrancar um elétron de um dos átomos e deixar o átomo como íon positivo. Os átomos dos metais acham-se particularmente sujeitos a essa espécie de mutilação, pois os seus elétrons são menos ìntimamente ligados do que os da maioria dos outros elementos. Por conseguinte, perto da base da fotosfera, cada polegada cúbica de gás contém aproximadamente um milhão de bilhões de elétrons não ligados, arrancados de átomos. A população dessas partículas errantes não aumenta, porque os átomos ionizados de metal as absorvem na mesma medida em que outras são postas em liberdade.

Muito mais comuns que os átomos de metal, talvez na proporção 8.000 para 1, são os átomos de hidrogênio. São os mais leves e simples dentre todos os átomos; cada um dêles é feito de um núcleo maciço, de carga positiva, e de um elé-

tron leve, de carga negativa. No átomo de hidrogênio, o elétron está firmemente ligado ao núcleo, de modo que só estão ionizados relativamente poucos átomos de hidrogênio. Com efeito, certa pequena proporção de átomos de hidrogênio reage de maneira contrária: em vez de perderem elétrons, recolhem outros da multidão circundante. O resultado é o íon negativo de hidrogênio, um átomo de hidrogênio com dois elétrons.

Êsse fenômeno é raro até na fotosfera do Sol, rica em hidrogênio; raramente tem sido observado em laboratórios terrestres, e ainda não foram imaginadas experiências para a determinação das propriedades de íons negativos de hidrogênio. Não obstante, a moderna teoria da estrutura atômica se revelou adequada a permitir a descrição teórica de algumas das suas propriedades. Os resultados dêsses cálculos indicam muito claramente que tais íons são os responsáveis pela opacidade da fotosfera.

O motivo pelo qual os íons negativos de hidrogênio são particularmente eficazes na intercepção da luz que jorra do interior do Sol está ìntimamente ligado ao fato de serem os seus elétrons extrafàcilmente arrancáveis. Os átomos comuns e os íons de carga positiva deixarão, em geral, que passe um *quantum* de luz visível ou infravermelha. De vez em quando, capturarão um *quantum* de luz ultravioleta, riquíssima em energia, e a energia arrancará um elétron do núcleo. O íon de hidrogênio negativo é menos discriminador. Necessitando apenas de uma pequena quantidade de energia para libertar o elétron extra, realiza a sua própria demolição absorvendo àvidamente quase todos os *quanta* de luz que passam. É quase de todo indiferente à côr: um *quantum* de débil luz vermelha arrancará um elétron quase tão bem quanto outro de viva luz azul. Assim, os íons negativos de hidrogênio na fotosfera absorvem ràpidamente a luz de tôdas as côres que vem de baixo. Essa absorção é que torna opaca a fotosfera. Natural-

mente, a luz absorvida é emitida de novo tôdas as vêzes em que um elétron se liga a um átomo de hidrogênio para formar outro íon negativo. Mas o mal já está feito; a luz que vem de baixo não pode passar sem interferência, e é por isso que nada logramos ver através da fotosfera.

Se bem que os átomos com normal complemento de elétrons sejam menos sensíveis à luz visível do que os íons negativos de hidrogênio, não lhe são de todo indiferentes. Assim, um átomo neutro de hidrogênio recebe bem a oportunidade de absorver luz com um comprimento de onda de 6.563 *angstroms* (um *angstrom* = 1/100.000.000 centímetros). Um *quantum* dêsse particular comprimento de onda contém exatamente a quantidade de energia necessária para tirar o elétron de hidrogênio de uma das suas órbitas em volta do núcleo e levá-lo a outra. Um *quantum* de luz levemente mais vermelha terá comprimento de onda maior e carregará apenas um pouco menos de energia, mas o átomo de hidrogênio deixará invariàvelmente que passe. É, estritamente, uma questão de tudo ou de nada: ou o átomo de hidrogênio recebe energia bastante da luz para empurrar o elétron para outra órbita, ou nada recebe. O átomo de hidrogênio possui uma coleção bem sistematizada de órbitas para o seu elétron, com os números um, dois, três, e assim por diante, e não tolerará nenhum elétron em qualquer outro lugar. Age semelhantemente à máquina que funciona mediante a inserção de moedas e que aceita um *cent,* dez *cents,* vinte e cinco *cents,* mas não dezessete *cents.*

Foi determinado no laboratório o grupo particular de comprimentos de onda que o átomo de hidrogênio condescente em absorver. A essência dêsse experimento, sem que lhe penetremos os complicados pormenores, é que a luz branca, na qual se acham presentes tôdas as côres, passa através de um recipiente cheio de átomos de hidrogênio. A luz, que é

transmitida pelo gás, espalha-se então num espetro, e as côres absorvidas pelo hidrogênio revelam, por intervalos no espetro, linhas negras que marcam os comprimentos de onda absorvidos.

Tôda a ciência da espetroscopia se fundamenta nessa seletividade básica de absorção da luz por átomos. As experiências têm mostrado que os átomos de hidrogênio absorvem sempre os mesmos comprimentos de onda, e qualquer outro átomo possui semelhantemente o seu próprio tipo. Como as impressões digitais dos homens, os espetros de absorção dos átomos os identificam completamente. Nenhum átomo de ferro jamais absorveu o grupo de linhas do hidrogênio, ou vice-versa. A essência do ferro é absorver apenas linhas do ferro. Dependendo da temperatura do gás e de certas outras condições, algumas linhas do ferro serão relativamente mais fortes umas vêzes, outras menos. Tais efeitos complicam ainda mais o mister do espetroscopista, mas também lhe permitem descobrir mais, acêrca da estrutura do átomo, e ao astrofísico descobrir mais, acêrca da estrutura do Sol.

Quando a luz do Sol se dispersa num longo espetro, verifica-se que é deficiente no grupo de comprimentos de onda absorvidos pelo átomo neutro de hidrogênio. E, naturalmente, o hidrogênio não é o único elemento que rouba a luz do Sol, à medida que sobe através da atmosfera solar. Dos 92 elementos químicos conhecidos na superfície da terra, uns 66 foram descobertos na atmosfera do Sol mediante as suas reveladoras linhas de absorção no espetro solar. Agindo juntas, essas 66 espécies de átomos produzem cêrca de 25.000 linhas de absorção até agora registradas no espetro solar. Algumas dessas linhas são largas e quase perfeitamente negras (o que significa que quase tôda a luz, nesses comprimentos de onda, foi absorvida); outras, estreitas, deixam passar a maior parte da luz

dentro delas. A fôrça, ou negridão total de qualquer linha de absorção — digamos uma linha produzida pelo ferro — depende òbviamente da abundância dêsse elemento na atmosfera solar. Logo, é possível uma análise quantitativa da atmosfera solar.

Verifica-se que a fôrça de uma linha de absorção depende de muitas outras coisas, além da abundância de átomos: a temperatura da fonte, o número de elétrons livres na vizinhança, a estrutura eletrônica dos átomos implicados. Todos êsses fatôres, e também vários outros, devem ser levados em consideração antes de se obter finalmente a composição química da atmosfera. O problema não está hoje de modo algum inteiramente resolvido, mas há fortes indicações de que a maioria dos elementos se encontra na atmosfera solar quase na mesma relativa abundância com que se nos deparam na crosta da terra. As exceções notáveis são o hidrogênio e o hélio, muitíssimo mais comuns no Sol do que na terra, presumìvelmente por não possuir o nosso planêta atração gravitacional suficiente para reter tão leves gases. O fato de haver 26 elementos naturais cujas linhas de absorção ainda não foram encontradas no espetro solar não é de surpreender, pois a maioria dêles é tão rara na terra, que não devemos esperar poder descobri-los no Sol.

Além das linhas de absorção da maioria dos elementos químicos, o espetro solar exibe alguns dos intricados padrões de absorção característicos das moléculas. Um cálculo recente dessas chamadas faixas de absorção indica que pelo menos 18 diferentes moléculas de dois átomos podem ser identificadas no Sol. Porém as moléculas não se comportam bem na balbúrdia da atmosfera solar. As colisões com átomos e *quanta* de luz são demasiadamente freqüentes e violentas, com o resultado de, após o encontro fortuito de dois átomos dotados de afinidade química, a união molecular resultante se desfa-

zer sempre numa fração de segundo. Não há virtualmente, para a molécula diatômica, nenhuma probabilidade de sobreviver o bastante para encontrar e absorver outro átomo e até entre as simples moléculas diatômicas sòmente as mais resistentes é que sobrevivem o suficiente para aparecer. Os átomos de hidrogênio conseguem infiltrar-se na maioria dos compostos químicos encontráveis. Entre os mais comuns, figuram as combinações formadas por hidrogênio e nitrogênio, carbônio e sílica. Também se encontram alguns óxidos, e provàvelmente dois fluoretos.

Tôdas essas moléculas, e também os átomos, muito mais abundantes, são os obstrucionistas da atmosfera solar. Mesmo que um *quantum* de luz percorra a gama de íons negativos de hidrogênio na fotosfera de 200 milhas de espessura, provàvelmente não escapará do Sol, se o seu comprimento de onda coincidir com o comprimento de onda de um dos milhares de linhas de absorção do espetro solar. Se, por acaso, o seu comprimento de onda fôr um dos que podem ser absorvidos por um átomo de hidrogênio, por exemplo, o *quantum* não tem pràticamente nenhuma probabilidade de escapar, pois irá, certo, colidir com um átomo de hidrogênio nas camadas rarefeitas acima do tôpo da fotosfera. Essas regiões superiores, embora transparentes à luz da maioria dos comprimentos de onda, são ainda opacas nos comprimentos de onda que o hidrogênio é capaz de absorver. A luz dessas côres tem uma boa probabilidade de escapar-se do Sol sòmente se fôr produzida muito acima do tôpo da fotosfera, onde se lhe antepõem apenas alguns átomos de hidrogênio.

Por tal fato, a isolação da pequena quantidade de luz, que nos vem do centro de uma das fortes e negras linhas de absorção, nos permite tirar uma fotografia dos níveis superiores da atmosfera solar. Semelhantemente, a isolação da

luz um pouco fora do centro da linha, mas ainda dentro da faixa de comprimento de onda absorvidos pelo hidrogênio, permite se tire uma fotografia de um nível intermediário entre a fotosfera e o tôpo do gás extremamente difuso sôbre ela. O Sol possui muitas faces; por uma judiciosa escolha da côr da luz a que damos entrada na máquina fotográfica, podemos fotografá-las uma por uma.

As fotografias monocromáticas dessa espécie revelam uma vasta e turbulenta atmosfera a se estender por mais de 5.000 milhas acima do tôpo da fotosfera. Nos níveis inferiores dêsse surpreendente envoltório solar, chamado cromosfera, a temperatura e a densidade do gás decrescem com o acréscimo de altura, mais ou menos na mesma proporção que nos níveis inferiores, opacos, e essa proporção conserva a pressão de gás em equilíbrio com a gravidade solar. Quando a densidade, porém, decresce várias centenas de vêzes, o gás pára abruptamente de se atenuar na proporção esperada, e a temperatura parece realmente tornar a subir. Nessa parte do Sol, os átomos acham-se tão dispersos que a "temperatura" que medimos depende do método usado por nós para medi-la. A fôrça relativa das várias linhas de hidrogênio corresponde a uma temperatura de 10.000 graus absolutos, mas os formatos das linhas indicam que os átomos se movem com velocidades correspondentes a uma temperatura duas vêzes mais elevada, e a lentíssima rarefação dos átomos de hidrogênio em grandes altitudes parece indicar uma temperatura perto de 30.000 graus.

O aparecimento da cromosfera em qualquer tempo depende do comprimento de onda da luz sob a qual a vemos. Fotografada numa das côres fortemente absorvidas pelo cálcio ionizado, a face do Sol assemelha-se curiosamente à casca de uma laranja. Contra o fundo irregular, manchado, aparecem freqüentemente alguns filamentos compridos, finos e escuros.

Essas manchas negras, irregulares, aparecem também nas fotografias expostas à luz de uma das linhas do hidrogênio, mas o resto do pormenor nas fotografias com luz de hidrogênio é mais irregular do que com a luz de cálcio. A verdadeira natureza dos filamentos escuros torna-se aparente quando a rotação do Sol leva um dêles ao limbo. Projetados, então, contra o céu negro, em vez de contra a brilhante cromosfera, os filamentos se apresentam como protuberâncias chamejantes da cromosfera. Chamados proeminências, êsses objetos irregulares se estendem comumente por 30.000 milhas acima da própria cromosfera, e alguns atingem alturas várias vêzes superiores.

As proeminências podem aparecer em qualquer latitude solar. Assumem uma variedade de formas, mas têm em geral formato de cortina, sendo-lhes a espessura comparável ao comprimento e altura. Uma proeminência média terá comprimento de 125.000 milhas e espessura de apenas 6.000 milhas.

A massa de uma proeminência média é, provàvelmente, quase a mesma que a massa de água no Lago Michigan. Em algumas proeminências, os gases não parecem ter movimento rápido; certas vêzes, durante dias, o grande monte de gás mantém inalterado o formato geral e posição no Sol. Outras proeminências apresentam intricados modelos de movimento, mais bem estudados mediante películas. Observam-se comumente nós de gás que descrevem trajetórias graciosamente curvadas para a cromosfera, e a regra são velocidades da ordem de dezenas de milhares de milhas por hora. Mas os movimentos não têm, de modo algum, sempre a mesma direção. Numa mesma proeminência, é possível ver algum gás subindo, enquanto outra parte desce, e, freqüentemente, nós de matéria derivam quase paralelamente ao tôpo da cromosfera, encontrando-se com outras condensações que se movem em direção oposta.

As fôrças que agem no material proeminente, como as fôrças que fazem erguer-se tôda a cromosfera, ainda não são compreendidas. Seja qual fôr a natureza dessas fôrças, produzem às vêzes os fenômenos mais enigmáticos e espantosos. Proeminências que lembram os nossos tornados espiralam-se para cima, uma vez que outra, até 100.000 milhas acima da cromosfera. Estreitas línguas de gás jorram da região acima de uma mancha solar com velocidade de 100 milhas por segundo. Depois de atingir uma altura de talvez 100.000 milhas, o gás, repentinamente, retrai-se, voltando para o Sol sem qualquer perda aparente de matéria. De vez em quando, uma proeminência é literalmente atirada para fora do Sol. Uma proeminência, sossegadamente curvada através de 250.000 milhas da cromosfera por longos dias, explode de súbito, e o gás é atirado para fora com velocidades de centenas de milhas por segundo.

Antes da invenção do espetro-helioscópio, as proeminências e a cromosfera só podiam ser observadas quando o Sol estivesse inteiramente eclipsado. Com a brilhante fotosfera oculta atrás do disco da lua, o rubro anel da cromosfera e as chamejantes protuberâncias podem ser freqüentemente vistos a olhos desarmados. Outro envoltório, ainda mais extenso, em volta do Sol, se torna aparente durante os eclipses totais. Chamado corona, êsse enorme halo aperolado chega a uma distância de um milhão de milhas em algumas direções. Embora irradie a metade da luz de uma lua cheia, a corona, durante inúmeros anos, desafiou todos os esforços feitos no sentido de vê-la ou fotografá-la fora de qualquer eclipse total. Diferentemente das proeminências, a corona não concentra a maior parte da sua luz em poucas e isoladas côres; fulge em tôdas as côres, e estas se misturam mais ou menos na mesma proporção que na luz oriunda da fotosfera. Salvo durante os eclipses, as diminutas imperfeições na lente do telescópio, ou

até partículas microscópicas de pó no próprio ar, espalham suficiente luz fotosférica na imagem milhões de vêzes mais fraca da corona, para fazê-la desaparecer de vez.

O problema da observação da corona foi resolvido, pela primeira vez, em 1930, por Bernard Lyot, jovem astrônomo francês. Imaginou êle um tipo especial de telescópio mediante o uso de uma simples lente de soberba qualidade óptica, e muniu-o de tapa-luz, para obstruir da imagem tôda luz fotosférica. Levou o instrumento ao tôpo do Pic du Midi, nos Pirineus, com cêrca de 9.400 pés de altura, onde o ar é extremamente puro e sereno. Na primeira tentativa, Lyot conseguiu êxito onde inúmeros outros, antes dêle, tinham malogrado; pôde reconhecer a corona fora do eclipse. Depois do de Lyot, vários outros coronágrafos foram erguidos em várias elevações da Europa. O único do hemisfério ocidental, operado em conjunto pelo Observátorio de Harvard e pelo da Universidade do Colorado, encontra-se nas Montanhas Rochosas do Colorado, a 11.500 pés acima do nível do mar.

A côr da luz coronal, e o seu estado de polarização, sugerem consistir ela sobretudo em luz fotosférica, refletida para a terra por uma nuvem extremamente difusa de elétrons em volta do Sol. Mas a luz que a nós vem de dentro de 100.000 milhas da fotosfera não apresenta nenhuma das linhas de absorção que esperamos descobrir na luz do Sol refletida. A ausência delas só pode ser explicada pela suposição de que os elétrons de reflexão se movem em tôdas as direções com velocidades de, em média, 2.000 milhas por segundo! Tais velocidades implicam uma temperatura superior a 500.000 graus absolutos. Será realmente a corona tão quente assim?

A prova de que pode e deve é dada pelo excessivo brilho de certas côres no espetro coronal. O espetro mostra uma linha, em 5.303 *angstroms,* por exemplo, que não é linha negra de absorção mas linha brilhante representando um ex-

cesso de luz. Por outra parte do espetro, vêem-se cêrca de outras 25 chamadas linhas de emissão. Diversamente das linhas espetrais que aparecem na luz oriunda de outras partes do Sol, essas linhas de emissão no espetro da corona nunca foram duplicadas em nenhum laboratório terrestre. Nem é provável que sejam duplicadas num futuro previsível, pois são as chamadas linhas proibidas, côres que o átomo só com extrema relutância irradia, e não irradia absolutamente, a não ser que se veja livre de colisões durante segundos ou minutos, de uma só vez.

Sabemos que a linha de emissão, em 5.303 *angstroms*, em geral a mais brilhante dentre tôdas, é produzida apenas por átomos de ferro. Mas os átomos de ferro comuns, elètricamente neutros, não podem fazer tal trabalho; é preciso um átomo de ferro que tenha perdido 13 dos seus 26 elétrons planetários para irradiar luz dêsse comprimento de onda. Outras linhas coronais de emissão vêm de átomos de ferro que perderam de 9 a 14 elétrons. Os átomos de níquel, privados de quase a metade dos seus costumeiros 28 elétrons planetários, também aparecem na corona. Outros contribuidores do espetro coronal são os átomos de cálcio e árgon, elevadamente ionizados.

Ora, é necessária uma colisão bastante enérgica para arrancar um elétron de um átomo de ferro, e uma colisão muito mais forte para remover outro elétron, depois de retirado o primeiro. Mas remover 13 elétrons! Isso só pode verificar-se em condições de impactos extremamente violentos, com outros átomos ou com *quanta* de luz muito enérgicos, e os impactos dessa ordem de violência sòmente se verificam em temperaturas de 500.000 graus, ou superiores.

A causa dessa temperatura notàvelmente elevada da corona é desconhecida. Sugeriram alguns a possibilidade de

ela indicar a ejecção de quantidades relativamente pequenas de gás do interior extremamente quente do Sol, através de "brechas" não reconhecidas na fotosfera. Ou talvez indique que uma luz poderosa, ultravioleta, escapa do Sol através de "poros" pequenos, não descobertos, da fotosfera. Outros têm considerado a possibilidade de serem os átomos superaquecidos da corona fragmentos de fissão, produtos finais de reações nucleares semelhantes às da bomba nuclear.

Na análise espetroscópica, o que parecia ser a "superfície" do Sol se demonstrou camada relativamente tênue de gás opaco, enterrada na base de um envoltório ordinàriamente invisível que se estende, com tenuidade cada vez maior, a uma altura de centenas de milhares de milhas. Qualquer mancha solar na fostofera é apenas aspecto de um distúrbio que se estende por milhares de milhas para cima, através da cromosfera, e freqüentemente dezenas de milhares de milhas mais acima, na corona. E as próprias manchas são apenas manifestação de um fenômeno recorrente que altera profundamente tôdas as partes do Sol possíveis de observação.

Expostos concisamente, são êsses os fatos em tôrno das manchas solares. Em tamanho, vão de manchas com menos de 500 milhas de diâmetro, difìcilmente resolvíveis através de um telescópio, a grandes objetos, visíveis a olhos desarmados, com mais de 50.000 milhas de diâmetro. Parecem escuras por terem 1.000 ou 1.500 graus menos do que os gases fotosféricos circundantes. Tendem a formar pares, uma delas aproximadamente a leste da outra: de vez em quando, formam um grupo complexo de inúmeras manchas que escurece uma superfície de vários bilhões de milhas quadradas. As manchas pequenas duram, em geral, apenas alguns dias; os grandes grupos podem durar de dois a três meses, e até mais.

A cromosfera acima de uma mancha solar apresenta geralmente nuvens de cálcio e hidrogênio ionizado, mais quentes do que o gás circundante. Essas nuvens altas e quentes formam-se comumente antes de a própria mancha poder ser vista na fotosfera, e quase sempre duram mais que a mancha. Exposta à luz do hidrogênio, a fotografia da cromosfera acima de uma mancha apresenta freqüentemente modêlo pronunciadamente vertical, sugerindo enorme turbilhão, mas os movimentos do gás cromosférico não são em geral rápidos. Na luz de hidrogênio, o modêlo cromosférico em tôrno de um par de manchas assemelha-se bastante, com freqüência, às linhas de fôrça em tôrno dos pólos de um ímã em formato de ferradura delineadas pela limalha de ferro espalhada sôbre um cartão sustentado acima dos pólos.

Inúmeras linhas de absorção do espetro de uma mancha solar são polarizadas e partem-se em vários componentes, efeito produzido quando os átomos absorventes estão sujeitos a um forte campo magnético. Medindo-se a grandeza da quebra e a direção da polarização, foi possível achar a fôrça e a direção dos campos magnéticos das manchas. A direção do campo magnético perto do centro da mancha vai geralmente para cima ou para baixo; a sua fôrça é, às vêzes, de 4.000 gausses ou 8.000 vêzes a fôrça máxima do campo magnético na superfície da terra.

As manchas solares jamais se verificam dentro dos 45 graus de cada um dos pólos do Sol. O número delas varia com um período de tempo médio de 11,3 anos, mas o intervalo de uma data de maior número de manchas solares ao seguinte pode ser vários anos maior ou menor. No período mínimo de manchas solares, as poucas que aparecem são pequenas e distam do equador solar. À medida que o número de manchas cresce gradativamente, as manchas também crescem e surgem em latitudes solares inferiores. No período máximo

de manchas, a maioria delas surge em latitudes de 10 graus ao norte e ao sul do equador solar. Quando as manchas decrescem em número, aproximam-se do equador, ao passo que as primeiras manchas pequenas do novo ciclo começam a surgir novamente em latitudes solares elevadas. Através de qualquer ciclo, quase todos os pares de manchas do hemisfério norte têm as suas polaridades magnéticas aos pares, quanto à direção; por exemplo, na maioria dos pares do hemisfério norte, a mancha mais oriental terá polaridade magnética norte; a mais ocidental polaridade magnética sul. A disposição das polaridades será justamente o oposto nos pares de manchas do hemisfério sul. Porém, nos pares do ciclo de manchas seguintes, a lei das polaridades magnéticas se inverterá em ambos os hemisférios.

Quando a rotação solar leva uma mancha ao limbo, quase sempre se notam proeminências acima da mancha. Freqüentemente, parece o material ''condensar-se'' da corona, onde é invisível na luz de hidrogênio, e descer à mancha em formato de brilhantes correntes.

Sôbre outras manchas, surgem nuvens de formato e estrutura ràpidamente mutáveis. Muitas vêzes, é a nuvem nutrida por correntes que vêm da corona invisível e esvaziada por outras correntes que convergem para um centro de atração na mancha ou perto dela. Certas vêzes, o misterioso centro de atração parece tornar-se demasiadamente forte: grandes pedaços da elevada nuvem podem ser arrancados e puxados para baixo, e às vêzes tôda a proeminência sobe repentinamente vários milhares de milhas, para em seguida girar e mergulhar no centro de atração. Por sôbre grupos de manchas, proeminências em forma de arco ligam, uma vez que outra, manchas separadas por cêrca de 25.000 milhas, subindo em geral o gás por um dos lados do arco e descendo pelo outro. Os fulgores solares, como a grande erupção de julho

de 1946, geralmente se verificam sôbre manchas ou perto delas, e são, portanto, muito mais freqüentes nas proximidades do período máximo de manchas. Podem relacionar-se com certas espécies de proeminências desusadamente brilhantes, mas parecem verificar-se em níveis um pouco mais baixos que as proeminências. As próprias proeminências muitas vêzes não estão ligadas a manchas nem a quaisquer outros sinais fotosféricos perceptíveis, mas o número delas e a sua distribuição sôbre a cromosfera mudam grandemente com o ciclo de manchas solares. Também variam com o número de manchas outras características da cromosfera.

Até a grande corona muda de formato e estrutura com o mesmo ritmo. No período máximo de manchas solares, a corona é quase circular. Na corona interna, dentro de 100.000 milhas da fotosfera, porém, surgem estruturas em formato de arco, cuja luz apresenta freqüentemente linhas de emissão com um brilho fora do comum. Nenhum movimento tem sido notado em tais aspectos coronais, mas no seu interior há, muitas vêzes, proeminências, e, abaixo delas, manchas solares. No período mínimo de manchas solares, a corona muda inteiramente de formato, expandindo-se perto do equador solar e contraindo-se perto dos pólos. Vêem-se alguns breves raios curvados, que mais uma vez lembram as linhas magnéticas de fôrça.

A semelhança é, com certeza, mais do que simples coincidência. Em 1913, o distinto astrônomo norte-americano George Ellery Hale estudou, pela primeira vez, a polarização das linhas de absorção no espetro de regiões não disturbadas do disco solar. Concluiu possuir o Sol um campo magnético geral semelhante ao da terra, porém quase cem vêzes mais forte. Como o campo magnético muito mais fraco da terra, possui o do sol origem desconhecida. Recentemente foi apresentada a sugestão de ser o campo magnético atributo fun-

damental de todo corpo grande, que gira, e descobriu-se uma fórmula simples que parece relacionar os campos magnéticos da terra, do Sol e de uma estrêla à quantidade dos respectivos giros. No entanto, a verdade inteira sôbre os campos magnéticos dos corpos astronômicos continuará muito provàvelmente desconhecida, no futuro próximo.

Não pode haver dúvida de que o campo magnético do Sol está sutilmente ligado ao próprio Sol. Em qualquer ponto da terra, verificam-se quase contìnuamente pequenas mudanças tanto na fôrça como na direção da fôrça magnética, mas elas tendem a ser muito maiores no período máximo de manchas solares do que no período mínimo. Os distúrbios magnéticos isolados, de moderada intensidade, apresentam forte pendor à recorrência em intervalos de 27 dias, que é precisamente o período de rotação aparente das zonas de manchas do Sol. As grandes tempestades magnéticas, como a de julho de 1946, verificam-se, na maioria das vêzes, quando uma grande e viva mancha solar está perto do centro do disco solar. Manchas que cobriam uma superfície total de mais de três e meio bilhões de milhas quadradas foram fotografadas perto do centro do disco, em 24 de janeiro de 1926, em 18 de janeiro de 1938, em 5 de fevereiro de 1946 e em 27 de julho de 1946. Quatro dias depois de cada uma dessas datas, no máximo, observaram-se grandes tempestades magnéticas na terra.

Mas a ligação entre as manchas solares e as tempestades magnéticas não é tão simples nem direta, como podem fazer supor essas observações. Na realidade, em outras três ocasiões, quando surgiram manchas solares do tamanho das que acabamos de mencionar, só houve pequenas tempestades magnéticas, e a maior mancha solar jamais registrada — com mais de seis bilhões de milhas quadradas, em abril de 1947 — não produziu nenhuma tempestade magnética. Além disso,

as tempestades magnéticas surgem quando no Sol não se vêem manchas, ou apenas algumas pequenas. Há mais: parece não haver íntima correlação entre os tempos em que as sete manchas gigantescas que causaram tempestades estavam mais perto do centro do disco — "apontando" mais diretamente para a terra — e os tempos em que se iniciaram as tempestades. Num caso, a tempestade magnética começou mais de quatro dias antes que a mancha correspondente atingisse a linha central do disco; noutro caso, a tempestade surgiu quatro dias depois de haver a mancha cruzado a linha central.

Talvez se produzam na terra grandes tempestades magnéticas sòmente quando se verificam na cromosfera um ou mais brilhantes fulgores. Êsses fulgores foram observados em cada uma das quatro maiores manchas que causaram grandes tempestades magnéticas, e em nenhuma das outras quatro manchas de tamanho comparável que sòmente produziram pequenas tempestades ou, então, nenhuma. Além disso, cada um dos quatro fulgores foi seguido de uma tempestade magnética, muito aproximadamente um dia depois de ter sido observado o fulgor.

Por estarem ìntimamente ligados o magnetismo e a eletricidade, somos naturalmente levados a suspeitar que as partículas eletrificadas são, de qualquer modo, emitidas da região de uma mancha solar, durante um fulgor, e que o impacto delas contra a terra, um dia depois, é responsável pelas tempestades magnéticas. Para completarem a viagem de 93 milhões de milhas rumo à terra, num dia, essas partículas devem percorrer o espaço com uma velocidade média de quase 1.000 milhas por segundo. A brilhante aurora que tão freqüentemente acompanha as tempestades magnéticas é uma boa evidência de que o ar, a alturas de 50 a 100 milhas, é na realidade bombardeado por partículas de energia expulsas do Sol.

Contudo, não precisa a terra esperar um dia inteiro para sentir os efeitos de uma dessas furiosas erupções que se verificam no Sol. Já vimos que a radiotransmissão de ondas curtas fica interrompida no momento em que se observa o fulgor, o que implica o fato de alguma coisa ser capaz de ombrear com a luz proveniente do fulgor através dos 93 milhões de milhas do Sol à terra, em pouco mais de oito minutos. Essa "alguma coisa" só pode ser outra espécie de luz, pois nada mais possui essa velocidade. Um repentino e violento jôrro de luz ultravioleta no ar superior interromperia realmente a propagação das ondas curtas. As ondas de rádio, bem o sabemos, não viajam diretamente do transmissor ao distante receptor; batem nas camadas eletrificadas da atmosfera superior (ionosfera), são refletidas para a terra e, dêsse modo, podem percorrer a curvatura da terra. Quando um jôrro de poderosa irradiação ultravioleta bate contra a camada de ar superior, é tal o número de moléculas ionizadas, que essa região da atmosfera se torna imenso mata-borrão elétrico, chupando e absorvendo as ondas de rádio que vêm de baixo, em vez de refleti-las para a terra.

Tão efetivamente absorve esse ar os raios ultravioleta provenientes do Sol que, pràticamente, nenhum dêles chega ao solo. Essa ação protetora da atmosfera é, com certeza, benéfica para a saúde dos homens, mas impede que os astrônomos observem diretamente as partes de luz solar que maior efeito possuem sôbre a atmosfera. A julgar pela condição elétrica do ar superior e pelo espetro do céu no crepúsculo, há boas razões para crer que o Sol irradia, em geral, muito mais luz ultravioleta que a que pode vir da fotosfera, com a sua temperatura relativamente baixa de quase 6.000 graus. Tais suspeitas sôbre a parte ultravioleta do espetro solar podem ser em breve verificadas por fotografias tomadas de fo-

guetes V-2, a alturas de umas 100 milhas acima do nível do mar.

O Sol, além de governar a propagação das ondas de rádio geradas na terra, emite as suas próprias! Tal fato passa a ser um pouco menos surpreendente, quando refletimos que afinal as ondas de rádio e a luz são ondas eletromagnéticas. A diferença essencial entre elas é o comprimento da onda; até uma curtíssima onda de rádio é cêrca de 10 milhões de vêzes mais longa que a onda de luz visível. Sòmente nestes últimos anos foi que se iniciou a exploração do radioespetro do Sol, mas já se conseguiram resultados de pasmar. Assim, enquanto o Sol parece irradiar, em alguns comprimentos de onda, na proporção esperada de uma temperatura fotosférica de quase 6.000 graus, em outros comprimentos de onda transmite com uma potência demasiadamente elevada para essa temperatura. Pelo menos uma parte da transmissão de excesso vem freqüentemente das regiões em volta de grandes e ativas manchas solares. Na faixa de 5 metros, por exemplo, a radioenergia jorra por vêzes de uma mancha solar como se a temperatura do "transmissor" superasse uma bilhão de graus!

Talvez não sejamos capazes de compreender tôda essa tremenda atividade através das partes observáveis do Sol, até que tenhamos resposta para a interrogação de Herschel: "Mas que *são* as manchas?" Hoje só podemos dar uma resposta incompleta. Alguns astrônomos comparam as manchas a ciclones da atmosfera terrestre, e os fulgores a tornados. Há uma tendência geral para ligar os intensos campos magnéticos das manchas ao movimento vorticoso. Por ficar o gás grandemente ionizado, o movimento rotacional é capaz de produzir fortes correntes elétricas, e estas, por sua vez, serão responsáveis pelos campos magnéticos. Sugeriu-se, recentemente, se-

rem os fulgores comparáveis a descargas elétricas, e as mudanças do campo magnético de uma mancha induzirem correntes de elétrons na cromosfera.

Quase não há dúvida de que grande parte dessa intensa atividade semiperiódica na fotosfera, e acima dela, se deve a um distúrbio bem dentro do cerne oculto do Sol. Para compreendermos perfeitamente o que vemos no Sol, deveremos com certeza adquirir um conhecimento mais perfeito do que não nos é dado ver, ou seja, do interior intensamente tórrido, onde ardem as explosões atômicas. A tarefa não será fàcil. A face do Sol não deixa de ser expressiva, mas pouco nos diz do que vai no coração.

MARTE

por Gérard de Vaucouleurs

Durante quase um século, o planêta Marte atraiu o apaixonado interêsse dos astrônomos e a crédula imaginação do público, de que tivemos um exemplo, não faz muito, no terror ‘‘marciano’’, instigado por um programa de rádio. Graças à moderna pesquisa astrofísica, sabemos agora muita coisa acêrca das condições físicas e climatéricas e das possibilidades de vida em Marte. Os fatos, embora talvez não sejam tão excitantes quando as anteriores especulações, não deixam de ser interessantes.

Marte, depois da lua, é o nosso vizinho mais próximo no sistema solar. Trata-se de um pequeno planêta, com diâmetro quase duas vêzes menor (4.200 milhas) que o da terra, e com apenas um décimo da massa terrestre. O seu dia é aproximadamente o nosso (pouco mais de 24 horas e 1/2), e o seu ano — período de revolução em tôrno do Sol — conta 687 dias. Por lhe ser a órbita mais elíptica que a da terra e decididamente excêntrica, variam muito em extensão as estações em Marte. O hemisfério norte tem uma primavera de 199 dias e um verão de 182 dias, ao passo que o hemisfério sul conhece a primavera e o verão por apenas 146 e 160 dias, respectivamente.

Na sua órbita excêntrica, Marte aproxima-se o máximo da terra em intervalos de quase 15 anos; o próximo será em

1956. Nesse ponto, dista de nós cêrca de 35 milhões de milhas, ou seja 150 vêzes mais que a distância da lua. Mesmo com os nossos maiores telescópios não temos de Marte uma visão melhor que a que temos da lua com os nossos binóculos de pequena potência. Não obstante, a longa e paciente investigação visual do planêta por alguns astrônomos que por êle se interessaram especialmente — sobretudo o italiano Giovanni Schiaparelli, o norte-americano Percival Lowell e o francês Eugène Antoniadi — e os recentes estudos físicos, nos proporcionaram uma descrição bastante pormenorizada dos principais característicos da superfície do planêta e da sua atmosfera. Hoje, o estudo de Marte atingiu a condição de ramo inteiramente desenvolvido da astronomia.

Fàcilmente se vê que o principal característico do planêta são as calotas brancas que lhe cobrem as regiões polares. Exibem um fascinante ritmo de avanço e recuo. No fim do inverno, em cada hemisfério, a calota polar cobre uns quatro milhões de milhas quadradas. Com a chegada da primavera, começa a diminuir, a princípio lentamente, depois mais depressa. Mais ou menos no meio da primavera, surgem brechas escuras, que crescem constantemente e não tardam em partir a calota em várias secções. Segue-se, então, ràpidamente, a desintegração dos fragmentos. Mas a calota nunca desaparece de todo; até em pleno verão uma pequenina mancha brilhante fica perto do pólo.

À medida que o verão se aproxima do fim, manchas difusas de nuvem esbranquiçada surgem na região polar. Espalham-se imediatamente. Com a chegada do outono, fazem cair uma cortina sôbre tôda a cena, não cobrindo sòmente a zona polar senão também parte do cinturão ''temperado''. Êsse véu algo brilhante e pouco firme persiste através do outono e do inverno, ocultando aos nossos olhos a calota de

gêlo que torna a formar-se debaixo dêle. Pelo fim do inverno, a nuvem se desfaz e a calota polar reaparece, um pouco vaga a princípio, para depois tornar-se cada vez mais brilhante.

Ano após ano, o ciclo segue o mesmo caminho geral. Mas está longe da perfeição a sua regularidade: a calota pode variar levemente em tamanho de ano para ano. Alguns astrônomos sugeriram poderem ser as irregularidades ligadas ao ciclo de 11 anos das manchas solares, mas disso não há prova definitiva.

Os fragmentos em que se desfazem as calotas polares, na primavera, sempre aparecem nos mesmos lugares na superfície do planêta, o que faz crer sejam tais superfícies montanhas ou planaltos. Outro notável fenômeno é o fato de a calota polar, na regressão, estar circundada por uma escura franja, que lhe segue de perto a retirada. É difícil de explicar êsse fenômeno; a princípio, imaginou-se ser a franja uma ilusão de óptica, efeito do contraste entre a calota branca e a zona escura adjacente. Mas a sua existência parece confirmada por vários fatos. O francês Georges Fournier, trabalhando no Observatório Jarry-Desloges, em Sétif, na África do Norte, notou, em 1926, que a franja varia freqüentemente de intensidade ao longo da borda da calota, e pode ser vista através de filtros vermelhos, os quais reduzem grandemente o contraste entre a calota branca e a franja escura. Além disso, a franja não é geralmente visível pelo fim do inverno, quando a calota polar atinge o seu limite, nem no verão, quando está no ponto mínimo. Em 1943, verifiquei que o tempo de maior visibilidade da franja coincide com o período em que mais ràpidamente "se derretem" as "neves".

O fato de as calotas polares serem feitas de cristais de gêlo foi definitivamente provado pelo astrônomo Gerard P. Kuiper, da Universidade de Chicago. Com um espetrofotômetro ligado ao refletor de 82 polegadas do Observatório Mac

Donald, no Texas, obteve espetros infravermelhos que patentearam ser água gelada o material das calotas polares. De acôrdo com tais espetros, as calotas de Marte não são feitas de neve espêssa nem de campos de gêlo mas provàvelmente de delgadas capas de geada em chão bastante frio. Êsses delgados depósitos condensam-se durante a estação fria, sob uma capa de névoas hibernais, e evaporam-se com o regresso do calor da primavera. Verdadeiramente, as "neves" de Marte devem evaporar-se, ou sublimar-se, mais do que derreter-se, pois a pressão atmosférica no planêta é baixíssima, e extremamente sêca a atmosfera. O astrônomo francês. A. Dollfus conseguiu reproduzir efetivamente a mesma quantidade de luz polarizada que nos vem das calotas polares de Marte, evaporando uma tênue camada de geada branca, sob baixa pressão e temperatura, e sob a forte luz de um arco elétrico.

Quase três quartos da superfície de Marte estão cobertos de áreas brilhantes, avermelhadas ou amareladas. Por longo tempo foram consideradas desertos arenosos, extensões nuas cobertas por um pó de sílica de coloração vermelha, por óxido de ferro ou por qualquer outra impureza metálica. Essa hipótese, originalmente baseada na semelhança delas às areias avermelhadas e às pedras arenosas dos nossos desertos, foi pela primeira vez proposta, no fim do século dezenove, pelo grande astrônomo britânico Sir John Herschel e, independentemente, pelo francês Emmanuel Liais, astrônomo do imperador do Brasil. Parece ser apoiada pelo fato de que uns véus amarelados, que lembram o pó e as tormentas de areia dos nossos desertos, se espalham de vez em quando pelas zonas. O fenômeno foi, pela primeira vez, notado pelo astrônomo irlandês C. E. Burton, em 1880, e definitivamente estabelecido no Observatório de Lowell, por A. E. Douglass, em 1899.

Durante êstes últimos anos, Dollfus, como resultado de extensas experiências no Pic du Midi e em Meudon, na Fran-

ça, verificou que a luz polarizada refletida pelo mineral terrestre limonite, óxido ferroso quase puro, é exatamente igual à que nos vem das areias de Marte. Por outro lado, Kuiper, baseado nos seus estudos espetrofotométricos infravermelhos, acha que os pós de Marte se assemelham a outro mineral, felsite, rocha ígnea que consiste em silicato de alumínio e potássio com quartzo e outras inclusões. O físico W. W. Coblentz, do Gabinete Nacional de Padrões, também encontrou provas de que os minerais de Marte consistem em silicatos. Em todo caso, seja qual fôr a natureza mineralógica dêles, não há quase dúvida de que as grandes zonas amareladas de Marte são desertos.

Possuímos informações mais seguras quanto à atmosfera de Marte. Em primeiro lugar, sabemos que não pode conter hidrogênio nem hélio. Marte não dispõe de massa suficiente para reter êsses gases leves, os quais, nos seus movimentos térmicos, ao acaso, há muito que devem ter abandonado o planêta. Em segundo lugar, as considerações químicas excluem a possibilidade de muitos outros gases, o ozônio inclusive, permanecerem livres por muito tempo na atmosfera de Marte. Em terceiro lugar, uma longa procura de exigênio no Observatório do Monte Wilson não conseguiu descobrir nenhum vestígio de tal elemento na atmosfera de Marte. Marte não pode conter nem um centésimo, provàvelmente nem sequer um milésimo, da quantidade de oxigênio da atmosfera terrestre. O astrofísico Henry Norris Russell, da Universidade de Princeton, sugeriu haver sido o oxigênio de Marte exaurido por fixação no solo.

O gás que foi definitivamente identificado na atmosfera marciana é o dióxido de carbônio. Foi Kuiper quem o estabeleceu pela análise espetral, em 1947. Calculou a quantidade de dióxido de carbônio em Marte como quase duas vêzes maior que a que existe na atmosfera da terra.

No que diz respeito ao vapor de água, os resultados não são tão seguros. Os observadores do Monte Wilson, que o procuraram desde 1937, acreditam que Marte possui, provàvelmente, menos do que um por cento da quantidade de vapor de água da terra. Tal conclusão foi combatida por alguns astrônomos, os quais recorrem particularmente à prova espetral positiva de vapor de água em Marte, obtida por V. M. Slipher, do Observatório de Lowell, em 1908. Contudo, concorda-se, em geral, que a maior parte das zonas de Marte devem ser extremamente sêcas, e que o planêta, no seu todo, está em avançado processo de secagem.

Então, que gases constituem o grosso da atmosfera marciana? Devem ser gases que escapam ao exame espetroscópico, que são bastante pesados, não em demasia ativos quìmicamente, e còsmicamente abundantes. Isso nos leva a uma escolha muito provável, o nitrogênio. O nitrogênio, que constitui quatro quintos do nosso ar, provàvelmente constitui também o grosso da atmosfera de Marte. A êle, além do dióxido de carbônio, se pode acrescentar uma pequena quantidade do gás raro árgon, o qual, como se sabe, é produto de decadência de um isótopo radioativo de potássio.

A estrutura física da atmosfera de Marte tem sido examinada por muitos anos por meio de fotografias tiradas através de filtros de côr. Em geral, a atmosfera marciana é opaca à luz de pequeno comprimento de onda, azul, violeta e ultravioleta. Mas, de vez em quando, a superfície do planêta tem sido claramente visível na luz azul. Em 1937, o astrônomo E. C. Slipher, do Observatório de Lowell, fêz observar que isso deve significar a existência de uma camada absorvente e dispersadora de matéria minutamente dividida, flutuante na atmosfera de Marte; na maior parte do tempo, detém a luz azul, mas em raras ocasiões permite a passagem de peque-

nos comprimentos de onda. A natureza das partículas que constituem essa "camada violeta" ainda continua algo misteriosa. Em 1948, o meteorologista Seymour L. Hess, da Universidade de Flórida, trabalhando então no Observatório de Lowell para o Plano da Fôrça Aérea sôbre as Atmosferas Planetárias, sugeriu que a camada talvez fôsse feita de diminutos cristais de gêlo sêco (dióxido de carbônio), os quais se condensam num nível elevado da atmosfera. Mais recentemente, Kuiper formulou a hipótese de serem os cristais simplesmente água, como nas nossas nuvens de gêlo, a se condensarem em nível muito mais baixo. Essa teoria parece mais provável e concorda, aparentemente, com as medidas de polarização de Dollfus. O tamanho médio dos cristais, segundo cálculos baseados na curva de transmissão espetral da camada, é de quase meio mícron.

Possui Marte três tipos especiais de nuvens: 1) nuvens "azuis", registradas apenas na luz azul e violeta, as quais parecem ser simples condensações locais na camada violeta; 2) nuvens "amarelas", visíveis apenas na luz amarela e vermelha, provàvelmente tormentas de pó dos desertos, e 3) nuvens "brancas", talvez feitas de pequeninos cristais de gêlo, como os nossos *cirrus*, hipótese apoiada pelas medidas de polarização e pela observação de Schiaparelli, em 1886, de que as nuvens brancas são mais numerosas quando Marte dista o máximo do Sol, como se a condensação delas fôsse favorecida pela temperatura menor. Em 1941, o geofísico francês P. Bernard apresentou a interessante sugestão da possibilidade de os fenômenos solares desempenharem um papel no contrôle da ocorrência das nuvens brancas.

Pelos movimentos das nuvens em Marte, podemos avaliar que o planêta tem ventos que alcançam uma velocidade de 60 milhas por hora. Os rudimentares mapas das condições

do tempo em Marte se assemelham um pouco aos do nosso planêta.

Que densidade tem a atmosfera de Marte? Já em 1907, supunha Lowell que a pressão atmosférica do planêta era de 60 milímetros de mercúrio, e o seu cálculo se revelou surpreendentemente exato. Durante êstes últimos dez anos, ou pouco mais, obtiveram-se, na França e na Rússia, precisas determinações da pressão atmosférica, baseadas numa análise das propriedades fotométricas e polarimétricas da luz refletida por Marte, parte da qual se deve à disseminação molecular na sua atmosfera. As medidas concordam em que a pressão atmosférica ao nível do chão, em Marte, é de cêrca de 65 milímetros de mercúrio, o que vem a ser um pouco menos de um décimo da pressão ao nível do mar, na terra. A pressão atmosférica na superfície de Marte é quase a mesma que a que existe a 11 milhas acima do nível do mar, na nossa atmosfera. Contudo, em virtude da menor fôrça de gravidade de Marte, acima de 17 milhas de altitude a sua pressão atmosférica deve ser maior que a nossa, o que talvez contribua para explicar os altíssimos níveis atingidos pelas nuvens marcianas, que pairam a 20 milhas ou mais.

Há um quarto de século, W. W. Coblentz, C. O. Lampland e Donald H. Menzel, do Observatório de Lowell, e Edson Pettit e Seth B. Nicholson, no Monte Wilson, assinalaram um marco em a história da astronomia, quando lograram medir, com uma pilha termoelétrica, a temperatura dos planêtas. As suas medidas foram especialmente pormenorizadas no caso de Marte e deram uma boa idéia das suas condições climatéricas.

A temperatura média de Marte parece estar em algum ponto entre 30 e 40 graus abaixo de zero Fahrenheit, muito

mais frio do que a temperatura média da terra, de 60 graus F. ao Sol; as temperaturas nos seus trópicos se acham acima do ponto de congelamento. As temperaturas registradas sobem então a cêrca de 70 graus F. nas zonas brilhantes e a 80 graus F. nas zonas escuras, que absorvem mais eficazmente a radiação solar. São essas as temperaturas mais elevadas atingidas em Marte. No afélio, quando está mais distante do Sol, a temperatura durante o dia raramente sobe além do ponto de congelamento. Se bem que não disponhamos de medidas diretas do lado escuro de Marte, as noites devem com certeza ser intensamente frias, com uma temperatura, talvez, de 70 graus abaixo de zero F. A extrema tenuidade e secura da atmosfera é, naturalmente, responsável pela sua deficiente capacidade de retenção de calor. Durante a longa noite polar a temperatura marciana talvez desça a 150 graus abaixo de zero F.

Em resumo, o clima de Marte se compara ao que se encontraria num hipotético deserto polar e estratosférico da terra, o que não constitui perspectiva animadora para os futuros exploradores do planêta.

As calotas polares e os "desertos" cobrem quatro quintos da superfície de Marte. O restante quinto consiste em zonas escuras de vários formatos, cada uma conhecida por um nome latino. A mais importante é Syrtis Maior, mancha triangular escura observada pela primeira vez pelo astrônomo holandês Christian Huygens, em 1659, com um grosseiro telescópio. As zonas escuras são aspectos permanentes da paisagem no seu todo, mas alteram-se os pormenores de muitas. Por exemplo, de vez em quando, uma zona brilhante, em geral perto da borda de uma mancha escura, escurece e continua escura por meses ou anos. É um mistério o motivo disso. Uma teoria

afirma que tais zonas se tornam temporàriamente férteis e que são invadidas pela vegetação da zona escura adjacente.

A existência de uma espécie de vida vegetal em Marte foi sugerida pela primeira vez em 1896, quando Lowell e Douglass notaram mudanças de côr de estação nas zonas escuras. Essa invasão de nova côr na paisagem, estudada com grandes pormenores por Antoniadi, em 1924, se relaciona supreendentemente com as variações de estação das calotas polares. No inverno, as zonas escuras são acinzentadas, azuladas ou esverdeadas. Durante a primavera, uma faixa pardacenta começa na borda da calota polar e ràpidamente se alastra para o equador. Pelo verão, tôdas as manchas das zonas escuras, menos algumas, tornam-se pardas, achocolatadas ou até violeta ou vermelhas.

Também o grau de escuridão das manchas varia com as estações. Fournier, que pacientemente seguiu tais variações por mais de trinta anos, diz que durante o inverno as zonas escuras parecem fracas e um pouco mal definidas; à medida que a primavera avança e a calota polar regride, tornam-se muito escuras, e a escuridão se alastra por sôbre as zonas temperada e equatorial, invadindo até, eventualmente, o outro hemisfério. Quando chega o verão, as zonas polares tornam-se outra vez pálidas, ''como se tivessem sido privadas do seu conteúdo escuro.''

A onda escura parece correr ao longo de grandes artérias, aparentemente extensões das brechas da calota polar. Antigamente, supunha-se indicar isso que a água, proveniente da calota polar em processo de fusão, corria através de canais naturais ou artificiais irrigadores de uma vegetação sensível. Tal hipótese, porém, dificilmente se reconcilia com o nosso atual conhecimento no tocante às baixas temperaturas, baixa pressão e extrema secura de Marte, as quais fariam a água líquida gelar-se ou evaporar-se quase que imediatamente.

Em 1939, fiz algumas observações no Observatório Peridier, no sul da França, as quais sugerem que o alastramento de vapor de água através da atmosfera pode melhor explicar os fenômenos observados. Além das correntes escuras ao longo das artérias, que se movem a uma velocidade de 11 milhas por dia, há uma onda geral de escurecimento, percorrendo 28 milhas por dia, que não parece atingida pelos característicos topográficos locais. Pode-se calcular teòricamente que essa velocidade de circulação na atmosfera de Marte transferiria a água de uma calota polar à outra, cada seis meses marcianos.

Para decidirmos se êsse movimento de vapor de água é responsável pelas variações de estação nas zonas escuras de Marte, devemos, em primeiro lugar, determinar a natureza das próprias áreas escuras. Não podem ser oceanos nem mares, pois se o fôssem refletiriam a imagem do Sol, e essa reflexão nunca foi observada. Não é provável, tampouco, que estejam cobertas de plantas verdes, como clorofila. As nossas paisagens verdes possuem grande fôrça de reflexão na luz infravermelha. As zonas escuras de Marte são precisamente o contrário: nas fotografias infravermelhas, apresentam-se quase negras, o que é uma prova da ausência do espetro de reflexão característico da clorofila.

Isso ainda não exclui a possibilidade da existência em Marte de formas inferiores de vida vegetal, por exemplo, líquens, musgos ou algas. Kuiper observou, em 1948, que essas plantas, na terra, possuem um espetro de reflexão, o qual parece concordar com o das zonas escuras de Marte. E Coblentz, há muito, mostrou que dentre tôdas as formas de vida vegetal que conhecemos, os líquens e os musgos parecem os mais adequados a resistir aos rigores do clima marciano.

Não obstante, as condições climatéricas em Marte são tão severas que há os que duvidam da existência até dos simples

musgos. Outra explicação das mudanças de côr, por efeito da estação, foi proposta. O grande físico-químico sueco Svante Arrhenius e, mais recentemente, o geofísico francês A. Dauvillier sugeriram a possibilidade de as áreas escuras de Marte poderem ser cobertas de substâncias absorvedoras de água contendo sais metálicos cuja côr é sensível à umidade. Trata-se, porém, de uma teoria artificial e sem interêsse. Além disso, o astrônomo estoniano E. Opik, do Observatório Armagh, na Irlanda do Norte, mostrou que as "tempestades de areia" em Marte teriam coberto as zonas escuras com uma densa camada de pó amarelo ao cabo de alguns milhões de anos, se se tratasse de superfícies minerais sem vida. Em resumo, a hipótese da vida vegetal até agora parece dar a mais provável explicação das regiões escuras de Marte.

As discussões em tôrno dos "canais" de Marte duraram mais de meio século. Foi Schiaparelli que em 1877 descobriu, através das zonas brilhantes do planêta, as delicadas linhas, mais ou menos retas, a que deu o nome de "canali". Lowell e os seus colaboradores descobriram um surpreendente número dessas linhas excessivamente estreitas, ligando as zonas escuras umas às outras. Muitas delas pareciam ter nas intersecções pequeninas manchas redondas, que Lowell chamou de "lagos" ou "oásis".

Em virtude da regularidade geométrica da rêde, das suas variações por efeito das estações e do notável emparelhamento dos canais e oásis, Lowell e outros astrônomos acreditaram firmemente que aquilo tudo era trabalho de sêres inteligentes para irrigar um planêta abatido pela sêca. Mas os investigadores não tardaram em mostrar que os canais traçados por Lowell e pelos seus colaboradores eram suspeitamente estreitos e definidos, tão estreitos que deviam escapar ao poder de resolução dos telescópios usados. Muitos consideram os canais como ilusões criadas pelos olhos diante de débeis marcas no

limiar da visibilidade, recortadas bordas de fracas sombras, manchas alinhadas ou até característicos totalmente casuais.

Após 20 anos de observações com o refrator de 80 centímetros do Observatório de Meudon, Antoniadi chegou à conclusão de que não havia canais em Marte. Disse êle, em 1929: "Os pormenores de Marte apresentam, por tôda parte, uma estrutura infinitamente irregular e de aspecto natural." Essa conclusão foi muito bem endossada e aceita. Não obstante, a escola oposta mantém os seus apoiadores, entre os quais o que mais se distingue é o atual diretor do Observatório de Lowell, E. C. Slipher. Tem repetidamente afirmado que "as extensas observações visuais feitas no Observatório de Lowell foram confirmadas *in toto*, e corroboradas em pormenor, pelas fotografias".

Realmente, como Fournier disse em 1939, as marcas lineares — contínuas ou não — descobertas por Schiaparelli, há três quartos de século, ainda podem ser vistas nas mesmas posições e parecem participar do ciclo geral de estações das zonas escuras, mais proeminentes. Significativamente, negras faixas se desenvolvem por vêzes, precisamente ao longo do curso das marcas lineares, e duram anos. Êsse fato indiscutível, com outras observações, prova que o fenômeno canal é especìficamente marciano.

Quanto à delicada estrutura dos "canais", resta ainda muita incerteza. Em virtude da interferência da nossa atmosfera com a "visão" clara, até há pouco, têm sido as fotografias de Marte demasiadamente pequenas e borradas. Em 1941, contudo, o falecido Bernard Lyot e os seus colaboradores obtiveram algumas boas fotografias e observações visuais com o refrator de 24 polegadas do Pic du Midi, onde, às vêzes, reinam superiores condições de visão. Os observadores, desde aí, viram e registraram, em fotografias, um determinado número de linhas retas, quer simples, quer duplas. Mas com

a grande abertura do telescópio, e em perfeitas condições de visão, resolveram algumas delas em manchas irregulares.

Talvez se obtenham resultados mais definidos em 1956, quando Marte se aproximar novamente de nós e o refletor de dois metros e meio do Monte Wilson nêle estiver focalizado, na tentativa de fotografar os "canais" nas mais favoráveis condições.

COMETAS

por Fred L. Whipple

Durante muito tempo desafiou o cometa, com a sua cabeleira, a explicação científica pormenorizada, e ainda hoje mantém um pouco do seu antigo mistério. Talvez uma das razões pelas quais os cometas continuam tão misteriosos é o fato de não terem recebido muita atenção geral nos últimos quarenta anos. Nenhum cometa realmente brilhante se exibiu nos céus do hemisfério norte, desde o aparecimento do cometa de Halley, em 1910. O constante descobrimento de novos cometas fracos manteve, contudo, o interêsse no assunto de alguns astrônomos, e certo progresso se realizou na explicação de alguns dos enigmáticos característicos do fenômeno. De que são feitos os cometas? De onde vêm? Por que são visíveis sòmente quando se encontram relativamente perto do Sol? Limitar-me-ei principalmente às tentativas feitas para responder a essas perguntas.

O problema que ocasionou as mais calorosas controvérsias é o de se saber se os cometas têm origem no sistema solar ou se vêm de fora. O problema surge em virtude da excentricidade das órbitas dos cometas. Diferentemente dos planêtas, que se movem ao redor do sol em órbitas regulares e quase circulares, tôdas quase no mesmo plano, os cometas possuem movimentos extremamente errantes. Movem-se em tôdas as direções possíveis, formando os seus caminhos uma verdadeira mixórdia através do céu. As suas órbitas são extremamente alongadas. A idéia de que os cometas poderiam vir de fora

do sistema solar se fundava no fato de algumas das suas órbitas serem levemente hiperbólicas, isto é, curvas abertas cujas extremidades jamais se tocam. Mas George van Biesbroeck, do Observatório de Yerkes, e E. Stromgren, da Dinamarca, e os seus colaboradores acabaram recentemente de completar investigações que aparentemente resolvem a questão. Refizeram o caminho de uns 22 cometas que, pela observação, se moviam em órbitas hiperbólicas ou pràticamente parabólicas, e conseguiram provar que em todos os casos percorriam órbitas elípticas quando haviam entrado na região planetária central do sistema solar. Os cometas que adquiriam órbitas levemente hiperbólicas eram postos em tais órbitas pela atração gravitacional dos planêtas maiores, particularmente de Júpiter. Alguns, tendo partido num caminho hiperbólico, estão agora perdidos para sempre para o sistema solar, mas sabemos que *eram* membros do sistema solar antes que a influência dos planêtas lhes disturbasse as órbitas.

Com isso, não estaria excluída a possibilidade de virem os cometas do espaço interestelar, serem capturados pelos planêtas e forçados a seguir a órbita elíptica em tôrno do Sol. Mas há quase trinta anos, o astrônomo Henry Norris Russell, da Universidade de Princeton, mostrou que isso não podia ter-se verificado nos últimos dez milhões de anos. Refletiu êle que se tais capturas se tivessem verificado recentemente e ainda continuassem, teríamos de observar inúmeros cometas em órbitas hiperbólicas e não observaríamos tamanha concentração de cometas com órbitas quase parabólicas, cometas com períodos de milhões de anos. Essa conclusão foi recentemente verificada numa pesquisa mais pormenorizada por J. J. van Woerkom, em Leyden, na Holanda.

Daí poderemos emitir a hipótese de que os cometas estão sendo agora capturados, ou foram recentemente captura-

dos, de uma fábrica de cometas no espaço interestelar. São verdadeiramente membros do sistema solar, e não intrusos. A conclusão ergue imediatamente novas dúvidas. Sabemos que os cometas devem ter vida relativamente curta; alguns dêles desapareceram até no breve período de observação dos astrônomos. Se assim é, como se mantém o suprimento? Formaram-se os cometas recentemente, ou ainda estão sendo formados, no sistema solar? Se não é assim, como poderiam êsses fenômenos ter persistido através dos três bilhões de anos de vida do sistema solar?

A resposta parece ser que o sistema solar possui ainda uma enorme população de cometas a se estender pelo espaço. Há quase vinte anos, o astrônomo estoniano E. Öpik calculou que a atração gravitacional do Sol era capaz de manter uma família de cometas até as estrêlas mais próximas, a cêrca de quatro anos-luz de distância, sem a perda de uma grande parte dêsses cometas mesmo durante três bilhões de anos. O astrônomo apresentou engenhosa resposta à objeção de que as estrêlas, passando através dessa nuvem de cometas, os destruiriam ràpidamente. A estrêla que passasse perto de uma dessas nuvens seria semelhante a uma bala disparada contra um enxame de mosquitos. A bala eliminaria apenas uma partezinha dos mosquitos, sem desfazer o enxame. A situação, para os cometas, sòmente seria perigosa se a estrêla, ao passar, chegasse bastante perto do Sol para atraí-lo para longe dos cometas. A probabilidade de tal aproximação é extremamente pequena, mesmo durante tão longo período de tempo.

A importante concepção de Öpik, de um enorme enxame de cometas a se estender até as estrêlas mais vizinhas, não chamou a atenção de inúmeros astrônomos, senão depois de ter sido redescoberta por J. Oort, de Leyden. Oort ampliou a linha de raciocínio para dar um quadro perfeito não sòmen-

te da maneira pela qual a reserva de cometas se mantém, mas também do processo pelo qual é possível a realização de retiradas. Chamou a atenção para o conhecido fato de a maioria dos cometas desaparecerem quando se encontram a uma distância do Sol igual a duas vêzes a distância da terra a êsse astro; pouquíssimos têm sido visíveis até Júpiter. Oort aceitou a hipótese de que os cometas, quando estão longe do Sol, se tornam completamente inativos, isto é, as partículas e os gases de que se compõem cessam de vaporizar ou irradiar energia. Essa inatividade no "profundo gêlo" do espaço, fora das órbitas planetárias, é o que permite que os cometas persistam indefinidamente em estado de hibernação.

Postulou Oort a possibilidade de a nuvem de cometas contar 100 bilhões de cometas, pouquíssimos dos quais se aproximam do Sol tanto quanto os planêtas. De vez em quando, porém, a passagem casual de uma estrêla perturba os movimentos de alguns cometas o bastante para fazê-los desviar-se para a esfera de atração gravitacional de Júpiter ou de outro planêta maior. Dêsse modo, os cometas são tirados, um por um, do "profundo congelamento" do enxame solar e atraídos para órbitas de período relativamente breve. Uma vez cessado o seu período de hibernação, tornam-se ativos e se desintegram em gases e partículas meteóricas durante algumas centenas ou alguns milhares de revoluções em tôrno do Sol. A reserva total de cometas é tão grande, porém, que, apesar de tais capturas e perdas no espaço interestelar, a nuvem de cometas persistiu sem sérios abalos durante a vida do sistema solar.

Depois de havermos estabelecido o problema da armazenagem e retirada dos cometas, podemos voltar-nos para o da sua natureza física. A teoria mais geralmente aceita é a de serem os cometas grandes "bancos de cascalho" voadores,

massas de pequenas partículas sólidas unidas, com folga, pela gravidade. Quando um cometa se move em tôrno do Sol o banco de cascalho, ao que se supõe, se desfaz lentamente, em virtude de fôrças como o calor do Sol, a pressão de irradiação, o rompimento pelas marés, a rotação, e assim por diante, o que produz as correntes de material meteórico observáveis como chuvas de meteoros, quando a terra cruza a órbita de alguns cometas. Quando o cometa se aproxima do Sol, o calor dêste atrai gases da superfície das partículas, produzindo o espetro gasoso que se observa nos cometas.

Essa teoria do banco de cascalho é bastante eficaz para explicar muitos dos observados característicos qualitativos dos cometas. Não explica apenas as correntes de meteoros, o pó dos cometas, os gases dos cometas e o aumento de atividade perto do Sol, senão também de que maneira se divide um cometa em dois, se desintegra, e apresenta várias irregularidades observadas no comportamento. A teoria não é satisfatória, porém, na maioria dos aspectos quantitativos. As fôrças postuladas são geralmente pequenas demais para produzir a desintegração observada e é difícil ver de que modo poderiam as partículas carregar suficientes gases, mesmo que refizessem o suprimento colhendo moléculas de gás no espaço interplanetário, para darem conta das irradiações gasosas observadas.

Tais dificuldades, com outros pontos fracos quantitativos da teoria, levaram-me à procura de um modêlo de cometa mais adequado. Ocorreu-me o fato de um processo de profundo congelamento poder explicar a formação dos cometas, tal qual fêz no tocante à armazenagem dêles no espaço. Por que não supor que os cometas são feitos no frio do espaço por intermédio das partículas sólidas que lá flutuam, por intermédio do pó interestelar?

Que sólidos poderíamos esperar encontrar no espaço? No universo observável o hidrogênio é, de longe, o elemento mais abundante, ocupando o hélio o segundo lugar. O hidrogênio e o hélio, sòzinhos, não podem congelar-se em partículas sólidas, nem no frio do espaço exterior, e o hélio não se combina com outros elementos. Daí têrmos de esperar encontrar serem as partículas sólidas do espaço compostas predominantemente de hidrogênio combinado com elementos mais pesados, particularmente o carbônio, o nitrogênio e o oxigênio, que são, pela ordem, os elementos mais abundantes, após o hidrogênio e o hélio. Tais compostos poderiam ser metana (CH_4), amônio (NH_3) e água (H_2N). Nas profundezas do espaço essas três substâncias seriam, pelo frio, transformadas em sólidos, sob o aspecto de partículas congeladas. Sugiro que talvez 70 a 80 por cento da massa de um cometa se compõe dessas partículas congeladas. Quando o cometa sai do profundo congelamento e se aproxima do Sol, as partículas congeladas vaporizam-se. Por outro lado, os restantes 20 a 30 por cento da massa do cometa, que consistem em compostos dos elementos mais pesados no espaço, não se vaporizam apreciàvelmente nem sequer com temperaturas algo elevadas. Essas seriam as partículas que produzem as chuvas de meteoros.

Logo, de acôrdo com êste modêlo, o núcleo de um cometa seria um conglomerado de partículas geladas e de sólidos, partículas de gêlo de aspecto sujo, incluindo pó fino ou até moléculas separadas de grande número de compostos. Em centenas de milhões de anos a leve mas constante pressão gravitacional no interior do núcleo consolidaria indubitàvelmente as partículas; tal processo talvez explique os pedaços consideráveis de material homogêneo que se encontram nos cometas.

A grandes distâncias do sol, como sugerimos, o cometa seria inativo. Mas, à medida que se fôsse aproximando do Sol, o calor dêste vaporizaria o material na superfície do núcleo. Os gases em fuga levariam consigo material meteórico para formar uma corrente meteórica ao longo da cauda e da órbita do cometa. Os próprios gases sofreriam, depois, os efeitos da radiação do Sol. A luz ultravioleta dêste desfaria as moléculas de CH_4, NH_3 e H_2O em formas mais simples. Dêsse modo, podemos explicar o fato de não indicarem os espetros dos cometas a presença de CH_4, NH_3, nem H_2O, e de mostrarem apenas os *radicais* dêsses compostos, como por exemplo CH, CH_2 NH, NH_2 e OH. Tais radicais, que não podem ser isolados nos laboratórios terrestres, são provàvelmente criados pela rápida decomposição dos compostos mediante a luz solar ultravioleta.

O modêlo do conglomerado de partículas congeladas permite a presença de outras moléculas encontráveis nos cometas. A molécula de carbono C_2, tão abundante na cauda do cometa, bem pode ter sido congelada diretamente no núcleo do cometa. Outro radical abundante nos cometas é o CN, chamado às vêzes cianogênio, por analogia com o verdadeiro cianogênio, C_2N_2. Êsse radical não se origina provàvelmente de C_2N_2 mas do ácido cianídrico, CNH. A teoria poderia também explicar a enigmática circunstância de mostrarem os espetros dos cometas a presença de metais livres, inclusive sódio, ferro, níquel e cromo. Poderiam ser de duas uma: ou moléculas congeladas incrustadas no conglomerado ou produtos da dissociação de compostos pela luz solar ultravioleta.

Quase todos os cometas apresentam peculiares flutuações casuais no brilho, durante o seu vôo e um rápido aumento de brilho quando se aproximam do Sol. O cometa de Halley, e outros grandes cometas, emitem fortes jactos de gás. O mo-

dêlo aqui proposto pode a isso dar uma fácil explicação. Podemos supor que uma crosta porosa de material meteórico cubra grande parte da superfície do núcleo de partículas congeladas, fornecendo assim uma camada isoladora. À medida que se acerca do intenso calor do Sol, o núcleo aquecido tende a soprar gás e abrir buracos através da crosta ou dela retirar grandes pedaços. As partículas congeladas da camada inferior ficariam, então, expostas ao calor solar direto e produziriam poderosos jactos. A camada isoladora poderá também explicar a sobrevivência relativamente longa dos cometas após a sua captura pelo sistema solar interno. Retardando a perda das partículas geladas, a isolação pode permitir que cometas, até de uma milha ou menos de diâmetro, girem centenas ou milhares de vêzes em volta do Sol antes de se dissiparem completamente.

Alguns cometas apresentam um desnorteante desvio dos seus horários, coisa que deixa embaraçados os astrônomos. Um exemplo nos é dado pelo cometa de Encke, que gira em tôrno do Sol em três anos e um têrço; trata-se do mais breve período conhecido. Em cada revolução, até por volta de 1865, êsse cometa chegava ao ponto mais próximo do Sol cêrca de duas horas e meia antes do que se esperava, e desde então passou a chegar, em média, quase uma hora antes. Êsse desvio é, aparentemente, pequeno em demasia para ser tomado em consideração, mas as observações astronômicas são dotadas de suficiente precisão para nos assegurar que êle não é devido a erros de medida. Outro cometa que se comportava de maneira semelhante foi o de Biela, o qual chegou atrasado três vêzes, regressou misteriosamente em dois pedaços, em 1845, e, depois, não foi mais visto. Costumava supor-se que a razão do encurtamento do período dos cometas era um meio resistente no espaço, o qual lhes retardava o movimento e os obrigava a espiralar para o Sol em órbitas cada vez menores.

Essa idéia, todavia, foi abandonada quando se descobriu que alguns cometas chegam atrasados e não adiantados.

O modêlo de conglomerado de partículas geladas sugere um mecanismo que talvez explique êsses estranhos fenômenos. Além de girar em tôrno do Sol, o núcleo do cometa pode girar sôbre o seu próprio eixo. Suponhamos que um cometa errante gire sôbre um eixo que não está no plano da sua órbita. Apresenta contìnuamente uma nova face ao Sol, como faz a terra. Quando o Sol "se levanta" em dada face do cometa, demorará algum tempo para que o calor do Sol penetre a camada meteórica isolante e alcance as partículas congeladas inferiores. Será talvez "tarde" no cometa antes que as partículas congeladas se tenham aquecido suficientemente para vaporizar-se e emitir uma corrente de gás. Nessa hora tardia, o vapor de saída não rumará diretamente para o Sol, mas sofrerá um desvio angular. É claro que a corrente possui efeito de propulsão de jacto no cometa, dando-lhe um impulso em determinada direção. Dependendo do sentido da rotação do cometa, êsse impulso retardará ou acelerará o movimento do cometa ao longo da sua órbita. Assim, o período do cometa será mudado e êle chegará mais cedo ou mais tarde do que se esperava. Provàvelmente a propulsão a jacto dos gases de saída altera os movimentos de todos os cometas, até certo ponto. O cometa de Halley, por exemplo, reapareceu em 1910, com um atraso de quase três dias.

Indicam os cálculos que a perda de massa necessária para dar conta dos efeitos da propulsão a jacto é pequeníssima, não alterando materialmente a vida dos cometas. São possíveis outras verificações quantitativas na teoria do cometa de partículas congeladas. Uma delas diz respeito à luz zodiacal, importante fulgor celeste na latitude dos Estados Unidos do Norte, durante as noites de outono, o qual contribui para o brilho da corona solar vista nos eclipses de Sol. A luz

zodiacal é produzida pela disseminação de luz solar por uma nuvem de pequenas partículas perto da órbita da terra. Essas partículas devem dirigir-se, em movimento espiralado, para o Sol, em virtude do momento da luz solar disseminada, conhecido pelo nome de efeito Poynting-Robertson. Verifiquei que quase uma tonelada dessas partículas deve cair no Sol em cada segundo, o que significa que a nuvem zodiacal deve ser constantemente suprida por uma duradoura fonte de diminutas partículas. Os cometas, se o modêlo das partículas geladas fôr exato, abandonam um total de umas 30 toneladas de material meteórico por segundo. Sòmente parte dêsse material tem forma de partículas do tamanho necessário e sòmente uma pequena parte delas sobrevive às perturbações gravitacionais de Júpiter para contribuírem para a nuvem zodiacal. Logo, essa verificação da teoria do cometa de partículas congeladas parece satisfatória.

O núcleo do cometa, a que até agora se limitou a discussão, não é a parte principal observada. Em numerosos cometas, o núcleo é fraco de mais para ser visto; sòmente o envoltório enevoado em volta dêle é que reflete ou reemite suficiente luz solar para ser visível. Os núcleos dos cometas menores só têm uma milha, ou pouco mais, de diâmetro, mas a cabeça, ou coma, visível, pode estender-se por milhares de milhas. O núcleo do cometa de Halley não tem provàvelmente mais do que 10 a 20 milhas de diâmetro; a cauda, ao ser vista pela última vez, tinha vários milhões de milhas de comprimento.

A teoria sôbre o núcleo aqui apresentada não ajuda muito a explicar de que maneira se formam as caudas dos cometas. Sugere, todavia, uma fonte para a grande quantidade de gás e de pó extremamente fino que constitui a cauda. É necessário muito mais trabalho teórico e observacional para se explicarem, com precisão, os processos da cauda de um cometa,

particularmente as elevadas velocidades de movimento, quando o cometa se afasta do Sol. Em geral, a pressão da luz solar sôbre o fino pó e o gás é, evidentemente, a base de atividade na cauda.

Ainda permanecemos inteiramente no escuro quanto à origem última dos cometas. Onde se situava a fábrica em que foram feitos, e quando foi que o Sol adquiriu êsse magnífico conjunto de corpos cuja massa total, a despeito da enorme extensão, é provàvelmente inferior à da terra?

Uma possibilidade é que o sistema solar tenha capturado os cometas de uma nuvem interestelar, há muitos milhões de anos, mas não temos idéia da existência, ou não, de nuvens no espaço com suficiente concentração de material para a formação de cometas. Outra possibilidade é que os cometas tenham sido formados com o Sol e os planêtas de uma grande nuvem de pó e gás, o que se seguiria naturalmente da hipótese da nuvem de pó que tive a ousadia de apresentar noutro capítulo dêste livro. Outra possibilidade é terem os cometas vindo de um disco de gás condensador em volta do Sol o qual, de acôrdo com uma teoria, deu origem aos planêtas. Se assim é, os cometas devem ter-se formado nas regiões externas da nuvem planetária e podem ter sido lançados nas suas órbitas extravagantes, como sugere G. P. Kuiper, da Universidade de Chicago, pelas perturbações dos planêtas mais afastados.

De uma coisa podemos ter certeza: os cometas não poderiam ter sido formados no sistema planetário solar pelo mecanismo proposto pelos teóricos britânicos R. A. Lyttleton e Fred Hoyle. Sugere Lyttleton que, quando o sistema solar passa através de uma nuvem de pó interestelar, a atração do Sol faz com que partículas da nuvem se concentrem ao longo da linha de movimento atrás do Sol. Tal concentração pode

certamente verificar-se em circunstâncias ideais, mas é fácil mostrar que as perturbações planetárias alterariam apreciàvelmente os movimentos das partículas. Assim, a convergência delas sôbre tal linha seria tão casual a ponto de evitar a captura de apreciáveis agregados de matéria cometária pelo sistema solar.

Seja como fôr, estamos um pouco mais adiantados do que Aristóteles, o qual supunha viverem os cometas na atmosfera superior e emitirem "quentes exalações" que secavam a atmosfera e tostavam as searas. Contudo, há dois mil anos, Sêneca, o filósofo romano, fêz um sábio e profético comentário sôbre os cometas, quase possível de escrever hoje. Disse: "Por que havemos de estranhar... que os cometas, visão tão rara no universo, não estejam submetidos a leis definidas, nem revelem o seu início e fim, vendo que o regresso dêles se dá após tão longos intervalos?... Virá o dia em que o progresso da pesquisa, através de dilatadas épocas, há de revelar aos olhos do homem os mistérios naturais agora ocultos. Virá o dia em que a posteridade se admirará de têrmos permanecido na treva da ignorância sôbre coisas que lhe parecerão tão simples."

METEOROS

por Fletcher G. Watson

Nas horas que antecederam o amanhecer do dia 12 de novembro de 1833, uma chuva de estrêlas cadentes, densa como tempestade de neve, varreu o céu do hemisfério ocidental. A espetacular chuva foi vista por inúmeras pessoas, em várias partes das Américas, e despertou profundo novo interêsse pelo misterioso fenômeno das estrêlas cadentes. A chuva, jorrando da constelação do Leão, recebeu o nome de Leônidas. A leitura dos diários de velhos astrônomos revelou que chuvas como essa, naquele ponto do céu, tinham aparecido muitas vêzes antes, com a intensidade máxima a ocorrer em intervalos regulares de 33 anos. Começaram os astrônomos a estudar outras chuvas meteóricas e não tardaram em verificar que, como a de Leônidas, podiam ser identificadas pela direção de onde vinham e apresentavam uma intensidade máxima em ciclos regulares. Algumas surgem anualmente: a Perseida, por exemplo, chega, com quase a mesma intensidade, todos os anos pelo meio de agôsto.

As investigações que se originaram da grande chuva de 1833 proporcionaram a primeira chave da natureza e origem dos meteoros, os quais tinham intrigado os homens durante séculos. Até a metade do século dezoito aquelas bolas de fogo haviam sido supostas uma espécie de fenômeno atmosférico, e haviam recebido o nome de meteoros, de uma raiz grega

que significa "alguma coisa no ar". São realmente alguma coisa no ar, mas não é ali que nascem. Mesmo antes da chuva de 1833, vários observadores tinham provado, através de grosseiras medidas da altura e velocidade dos meteoros, que deviam mergulhar na atmosfera terrestre vindo do espaço exterior. Tinham sido identificados como partículas sólidas dotadas de tal velocidade que, quando atingiam a atmosfera, produziam um risco incandescente. Muitas das partículas, senão tôdas, provêm de grandes "bancos voadores de cascalho" os quais cruzam o espaço interplanetário em órbitas que periòdicamente os aproximam da terra e produzem chuvas como a de Leônidas.

Nestes últimos tempos, tem havido novo surto de interêsse nos meteoros, não sòmente por si próprios, mas pelo que nos podem revelar das camadas superiores da atmosfera. Nasce em parte tal interêsse de problemas práticos como a transmissão de rádio, os foguetes, os projéteis teleguiados, os navios do espaço e coisas semelhantes. Mas, em parte, também do fato de poderem agora os meteoros ser estudados com um novo instrumento superior, o radar. Os instrumentos de rádio nos deram grande soma de informações sôbre meteoros, que não podem ser obtidas por intermédio das fotografias. Para compreendermos o significado dêsses novos descobrimentos, temos de rever o que os astrônomos já tinham aprendido, por outros meios, sôbre os meteoros.

Todos os dias, pelo menos um bilhão de meteoros se choca com a atmosfera terrestre. A maioria dêles não é maior que a cabeça de um alfinête e arde no ar. Um número relativamente pequeno, talvez mil ou dois mil por ano, possui tamanho suficiente para cruzar a atmosfera e cair sôbre a terra

como meteorito ou aerólito. Uma vez, em milhares ou milhões de anos, é possível que a terra encontre um meteoro de tamanho suficiente para abrir uma cratera, tal qual a grande cratera do Arizona. No seu todo, a quantidade de material adicionada à terra pelos meteoros e aerólitos, segundo os cálculos, é de aproximadamente cinco toneladas por dia. Espalhado por sôbre todo o planêta como pó, êsse depósito de matéria não é suficiente para ser notado, nem sequer durante o longo período do tempo geológico.

Freqüentemente, vêem-se estrêlas cadentes isoladas; talvez sejam, na realidade, membros de "chuveiros" demasiadamente fracas e difusas para que as reconheçamos. Se bem que os meteoros de uma chuva caiam às vêzes tão densamente que parecem estar agrupados num apertado enxame, as partículas individuais estão muito separadas; até na grande chuva Leônidas de 1833, provàvelmente a mais densa chuva jamais vista, os meteoros estavam separados um do outro numa média de 20 milhas.

A velocidade média de uma partícula meteórica quando se encontra com a atmosfera é de, aproximadamente, 30 milhas por segundo. Torna-se visível sòmente quando se vaporiza dentro da ionosfera ou perto dela, região a umas 40 ou 60 milhas acima da terra, a qual reflete as ondas de rádio e se tornou conhecida como "teto rádio" da terra. Quando um meteoro penetra tal região, as suas colisões com os átomos de ar arrancam átomos do meteoro e mandam alguns pelos ares a grande velocidade. Forma-se na esteira do meteoro uma cauda de gás quente. É essa nuvem incandescente, não a própria partícula meteórica, que vemos como estrêla cadente. Quando a partícula mergulha, consome-se ràpidamente, e o espetáculo não tarda em findar. O meteoro típico surge a uma altura de cêrca de 55 milhas e desaparece a cêrca de 45

milhas, mas, de vez em quando, um brilhantíssimo meteoro continua a chamejar até 10 milhas de altura sôbre a superfície da terra e, em seguida, explode com um trovejante ribombo audível a 100 milhas de distância ou mais.

Julga-se, agora, que muitos dos maiores meteoros são destroços de um planêta ou de planêtas aniquilados que, outrora, giravam em tôrno do Sol, e que as partículas menores encontráveis nas chuvas meteóricas vêm das caudas de pó dos cometas. Os períodos de máxima intensidade da Leônidas, Dracônida e outras chuvas, segundo se verificou, coincidem com as épocas em que certos cometas passam mais perto da terra nos seus grandes vôos através do espaço interplanetário. Por exemplo, em 1933, a terra passou pelo trajeto do cometa conhecido com o nome de Giacobini-Zinner, e o resultado foi a maior chuva de meteoros dêste século. Em 1946, mais uma vez a terra atravessou a órbita dêsse cometa, 15 dias depois da passagem do cometa, e surgiu outra intensa chuva de meteoros.

A teoria de provirem os meteoros de grandes nuvens de matéria que giram em tôrno do Sol é reforçada pelo fato de a maioria das partículas meteóricas se mover na mesma direção que os planêtas e ficar perto do plano das órbitas planetárias. Os meteoros que o observador vê por volta das 6 horas da tarde, quando a parte da terra na qual se encontra está protegida dos efeitos do movimento da terra através do espaço, são geralmente fracos e viajam com baixa velocidade. Êsses meteoros vespertinos movem-se na direção da terra e sobrepujam-na: a velocidade da terra através do espaço — 8 milhas por segundo — é subtraída da velocidade dêles. Por outro lado, os meteoros que vemos depois da meia-noite são muito mais rápidos e brilhantes. Nessa hora, encontra-se o observador no lado fronteiro da terra, de modo que as par-

tículas furam a atmosfera com velocidade muito maior. A melhor hora para ver meteoros, por conseguinte, é antes do amanhecer, quando é visível um número cêrca de três vêzes maior que durante a tarde.

A maior parte dos fatos em tôrno dos meteoros foram determinados mediante o emprêgo dos olhos e da máquina fotográfica. Na investigação da origem e do comportamento dos meteoros, e da natureza da atmosfera superior, o homem prêso à terra fica limitado a poucos caminhos: a velocidade, a altura, a direção, a freqüência, etc., das partículas meteóricas. Grande soma de informações, nesse sentido, pode ser obtida mediante o emprêgo de máquinas fotográficas, como por exemplo os "alçapões de meteoros" operados no Observatório de Harvard pelo astrônomo Fred L. Whipple. Desde 1936, duas máquinas de grande abertura, situadas a 25 quilômetros uma da outra, vigiam constantemente uma secção do céu, em busca de meteoros. Quase uma vez, em cada 100 horas de exposição em média, um brilhante meteoro registra o seu trajeto nas chapas das duas máquinas. Por intermédio dêsses registros, determina-se a altura do meteoro por triangulação, e a sua velocidade através do céu mediante um interruptor que corta o rasto em segmentos cronometrados. Por meio de um prisma de vidro colocado diante da máquina, e que decompõe a luz do meteoro nas suas côres componentes, é também possível obter os espetros dos gases meteóricos e identificar algumas das substâncias que constituem os meteoros. Um dos achados significativos, com isso, é que quase todos os meteoros de chuva contém cálcio, enquanto muitos dos esporádicos não.

Mas a máquina fotográfica só pode inspecionar uma pequena parte do céu, e não pode "ver" meteoros durante o dia nem através das nuvens. Eis a razão pela qual o rádio se tornou instrumento tão importante nesse campo. O rádio

pode "ver" meteoros durante o dia e durante a noite, pode registrar meteoros demasiadamente fracos para impressionarem um filme fotográfico e dar certas informações sôbre a atmosfera superior que não seriam obtidas por quaisquer outros meios.

Foi John A. Pierce, da Universidade de Harvard, quem primeiro patenteou as possibilidades do radar para o estudo dos meteoros. Em 1938, investigando a ionosfera mediante a reflexão de sinais ritmados de rádio, notou que, de vez em quando, conseguia breves ecos de outra coisa. Suspeitou de que os ecos vinham de meteoros e concluiu que os sinais de rádio podiam ser usados para dêles se obter importantes informações. A segunda guerra mundial interrompeu tais planos; mal, porém, terminou, os poderosos radares desenvolvidos para fins bélicos foram empregados imediatamente no estudo dos meteoros.

Entretanto, dois rádio-operadores, na Índia, tinham descoberto outro método de assinalar meteoros com o emprêgo do rádio. Controlando as irradiações de ondas curtas pela estação de rádio indiana, Chamanlal e Venkataraman observaram que a recepção no aparelho de que dispunham era; às vêzes, interrompida por um breve silvo de intensidade descendente, uma espécie de efeito Doppler. Também os dois ligaram aquela interrupção peculiar aos meteoros, e, em breve, confirmaram a suspeita demonstrando que os silvos coincidiam com o aparecimento de brilhantes meteoros no céu. Êsses silvos, como os ecos de radar, tornaram-se agora de uso obrigatório no estudo de meteoros.

A utilidade da técnica de rádio recebeu a sua primeira dramática demonstração durante a chuva de meteoros Dracônida do cometa Giacobini-Zinner em 1946. Na noite de tal acontecimento, 9 para 10 de outubro, os céus da Nova Inglaterra achavam-se completamente toldados, e aquêles dentre

nós que haviam esperado durante 13 anos, desde a grande chuva de 1933, ficaram decepcionados. Pierce, todavia, havia armado um alçapão de silvo de rádio, e pudemos ouvir a chuva e contar os meteoros, mediante os silvos. Registraram-se mais de 4.000 ecos individuais de meteoros. A mesma chuva foi também registrada pelo radar em outras estações dos Estados Unidos, na Inglaterra e na Rússia. Os registros de rádio do andamento da chuva concordavam perfeitamente com as observações visuais.

A inspeção dos céus pelo rádio continua agora no Gabinete Nacional de Padrões, na Universidade de Stanford, e em vários outros pontos dos Estados Unidos, Canadá e Inglaterra. As observações se fazem com rádio de vários comprimentos de onda e engenhosas disposições de antenas direcionais. A investigação do céu pelo rádio revelou diversas chuvas de meteoros prèviamente desconhecidas, inclusive algumas extremamente fortes que se verificam durante o dia. O Gabinete de Padrões, que tem estado a registrar a intensidade horária dos meteoros contìnuamente nestes últimos onze meses, verificou que as chuvas de meteoros durante o dia atingem o máximo em maio, junho e julho. Êsses meteoros afastam-se do Sol e depois se aproximam dêle o máximo permitido pela órbita que descreveu.

As medidas de radar da velocidade dos meteoros progrediram bastante no sentido de pôr fim à longa discussão quanto à vinda de alguns meteoros do espaço interestelar fora do sistema solar. No Canadá, o físico D. W. R. McKinley mediu a velocidade de 10.933 meteoros, principalmente do tipo esporádico, e que seriam os que mais provávelmente viriam de fora do sistema solar. A velocidade ia de 7,5 a 50 milhas por segundo. Menos da têrça parte de um por cento tinha velocidade superior a 45 milhas por segundo, que é aproximadamente a velocidade de fuga do sistema solar. Mc Kinley con-

cluiu que todos, ou quase todos, os meteoros registráveis são membros permanentes do sistema solar; pouquíssimos, se é que existem, vêm do espaço interestelar.

Uma das razões pelas quais o radar registra mais meteoros que a máquina fotográfica é o fato de possuir um alvo maior. Quando um meteoro cruza a ionosfera, a trilha ionizada que êle cria é muito mais ampla que a fita visível. A trilha ionizada varia de alguns pés a talvez meia milha de diâmetro, dependendo do tamanho do meteoro, ao passo que a fita visível, tornada incandescente pelo fato de ser aquecida a vários milhares de graus, possui apenas alguns pés de diâmetro. A aparente espessura da trilha ionizada depende naturalmente do comprimento de onda de rádio empregado para registrá-la, pois as tênues bordas da trilha permitirão a passagem de um curtíssimo comprimento de onda mas refletirão qualquer outro de maior comprimento. Realmente, as ondas de rádio extremamente curtas passam geralmente através da fita dos meteoros sem que sejam absolutamente refletidas.

É a exploração dessas trilhas ionizadas que permite aos físicos aprender alguma coisa em tôrno da ionosfera. Os ecos de radar que delas nos vêm produzem configurações bastante complexas, cujo significado não é ainda claro. A trilha ionizada continua muitas vêzes a devolver os ecos de rádio por alguns segundos, após haver desaparecido o meteoro visível. Depois da passagem de um meteoro, a sua trilha começa naturalmente a desfazer-se, mas as emissões de longo comprimento de onda podem ainda assinalá-la por algum tempo. Às vêzes, a trilha se desfaz em nuvens que podem ser assinaladas separadamente, e seguidas durante muitos segundos. O mecanismo que permite se mantenham essas nuvens é um mistério.

À medida que a técnica de rádio fôr sendo apurada e decifrado o significado do seu registro, poderá talvez determi-

nar-se exatamente de que modo a trilha ionizada de um meteoro se forma e traçar-lhe o ciclo de vida. Disso poderá advir uma compreensão mais pormenorizada da composição e estrutura da ionosfera, particularmente da chamada camada. E em que são assinalados os meteoros.

Com respeito aos próprios meteoros, a radiobservação tornou até agora possível o estudo de chuvas durante o dia, a distinção entre os meteoros esporádicos e os que viajam em grupos, a assinalação de partículas meteóricas demasiadamente pequenas ou demasiadamente lentas para serem vistas pela máquina fotográfica, a obtenção de informações mais acuradas nos "radiantes" das chuvas (isto é, os pontos dos quais parece que elas se irradiam), a representação mais precisa das suas órbitas e a constante vigilância do céu meteórico, em qualquer condição atmosférica. O principal problema, no momento, consiste em analisar a enorme quantidade de novos dados colocados à nossa disposição pela radiobservação. Em dois anos de operação intermitente, apenas uma estação canadense registrou 1,5 milhões de ecos de radar e 50.000 silvos provenientes de meteoros individuais. A redução dêsse material em informação ordenada sôbre a altura, o trajeto, a freqüência, a velocidade e a grandeza dos meteoros, é tarefa quase invencível.

PARTE 6

FOTOCÉLULA E RADIOTELESCÓPIO

I. A LUZ DAS ESTRÊLAS PELA FOTOCÉLULA

por **Joel Stebbins**

Um dos primeiros em aplicar a fotocélula à medida de precisão da luz das estrêlas, Joel Stebbins é pioneiro no importante campo aberto por essa poderosa novidade na instrumentação. Nasceu em Omaha, Nebraska, em 1878, bacharelou-se na universidade estadual, e foi graduar-se no Observatório de Lick da Universidade da Califórnia. Durante a maior parte da sua ativa carreira foi diretor do Observatório Washburn da Universidade de Wisconsin; voltou ao observatório de Lick, jubilado, como colaborador em pesquisas, em 1948.

II. RADIOESTRÊLAS

por **A. C. B. Lovell**

Professor da nova ciência da radioastronomia na Universidade de Manchester, Inglaterra, A.C.B. Lovell estuda as estrêlas que emitem a sua energia nas faixas de radar e de rádio do espetro eletromagnético. Durante a segunda guerra mundial, contribuiu para o desenvolvimento dos protótipos do radiotelescópio, na qualidade de membro da equipe de cientistas que estabeleceu a rêde de radar, de tão decisiva importância na vitoriosa Batalha da Bretanha.

III. ONDAS DE RÁDIO VINDAS DO ESPAÇO INTERESTELAR

por Harold I. Ewen

O primeiro homem que registrou as ondas de rádio provenientes do hidrogênio do espaço interestelar foi Harold I. Ewen. Estudava na Universidade de Harvard, preparando a tese de doutorado, sob a direção de Edward M. Purcell. Por tema, sugeriu-lhe Purcell a investigação da possibilidade de tal radiação. Ewen construiu um receptor extremamente sensível e logrou colhêr o sinal previsto. Atualmente é colaborador em pesquisas no Observatório de Harvard. Chefia também a Ewen Knight Corporation, que se incumbe de trabalhos de contrato em física aplicada. Entre a sua diplomação por Amherst e o seu trabalho em Harvard, prestou Ewen serviços à Marinha, na qualidade de observador aéreo de radar, e ao Gabinete de Pesquisa e Invenção, na qualidade de assistente do Chefe de Pesquisas.

A LUZ DAS ESTRÊLAS PELA FOTOCÉLULA

por Joel Stebbins

A célula fotoelétrica, ou "ôlho elétrico", tornou-se hoje um dispositivo da nossa tecnologia, fabricado em série, como o termostato ou o velocímetro. É a base da televisão, da fita sonora e de outras inúmeras aplicações diárias. A fotoeletricidade é um notável exemplo da maneira pela qual a ciência pura precede a ciência aplicada. Pelo menos vinte e cinco anos antes de ser aplicada à fita sonora, foi a fotocélula empregada pelos astrônomos na investigação da luz proveniente do Sol, da lua e das estrêlas. Em 1894, o astrônomo George E. Hale usou uma fotocélula na tentativa de distinguir a corona do Sol. O meu interêsse por tal dispositivo começou em 1913, quando o físico Jacob Kunz e eu colaboramos em algumas experiências sôbre a medição da luz das estrêlas com uma fotocélula. Através dos anos, viram os astrônomos na fotocélula um instrumento cada vez mais útil, e êles próprios contribuíram para o seu aperfeiçoamento. Hoje, a medição fotoelétrica da luz das estrêlas tornou-se uma ramo importante da astronomia, sendo instrumento de valor incomparável para o estudo do universo.

O princípio da fotocélula é bastante simples. Converte a luz em eletricidade; em certo sentido, é o inverso da comum lâmpada elétrica. Com a lâmpada elétrica recebemos corrente e temos luz; com a fotocélula recebemos luz e temos

corrente. A fotocélula executa isso, por meio de uma substância fotossensível, isto é, material que cede elétrons da superfície, quando sôbre esta incide a luz. Os característicos essenciais do dispositivo estão ilustrados pela primeira fotocélula, feita pelos físicos alemães Julius Elster e Hans F. Geitel, em 1890. Como superfície fotossensível usaram o metal alcalino potássio. No interior de uma das extremidades de um tubo de vidro sem ar, colocou-se uma película de potássio. Ligou-se à película sensível um elétrodo negativo, enquanto um elétrodo positivo era colocado na outra extremidade do tubo. Os elétrodos estavam ligados aos pólos de uma bateria. Quando os elétrons eram cedidos pela película sensível submetida à ação da luz, a pressão elétrica, vinda da bateria, servia para conduzir os elétrons libertados através do tubo ao ânodo. Elster e Geitel verificaram que a corrente resultante, a qual dependia do número de elétrons emitidos pela película, era proporcional ao brilho da luz que incidia sôbre a película. Dava, pois, uma acurada medida da intensidade da luz a que estava exposta a película fotossensível.

A corrente era, naturalmente, pequenina; a fim de aumentá-la, Elster e Geitel colocaram no tubo gás inerte, cujos átomos cediam elétrons ao serem bombardeados pelos elétrons provenientes da película, aumentando, dessarte, a corrente. Com uma pressão da bateria de 100 volts a primeira fotocélula logrou produzir correntes mensuráveis provocadas pela luz comum de uma sala. No seu moderno desenvolvimento, a fotocélula é instrumento muito sensível, e deve ser, para medir a luz das estrêlas. Usada na astronomia, a fotocélula é simplesmente ligada à extremidade receptora de um telescópio e dirigida para uma estrêla. Há, no telescópio, um diafragma com pequena abertura que permite alcance a célula sòmente a luz de uma determinada estrêla. As leituras feitas pelo

instrumento da fotocorrente vinda de várias estrêlas dá o brilho relativo.

A luz que recebemos de uma estrêla é verdadeiramente fraca; a estrêla polar do norte, por exemplo, não brilha mais, aos olhos humanos desarmados, do que uma vela à distância de uma milha. Na Universidade de Wisconsin, certa vez dirigimos uma fotocélula a uma vela posta a uma milha de distância. A célula não estava ligada a nenhum telescópio nem a qualquer outro instrumento óptico, salvo um tubo opaco para eliminar a luz noturna difundida da paisagem. Não sòmente pudemos medir com facilidade a luz proveniente da vela, como também, mediante outras experiências, calculamos que a célula seria capaz de receber a luz da vela colocada a uma distância de quase sete milhas. Êsse feito é um pouco melhor que o do ôlho humano, o qual consegue enxergar uma vela a cêrca de seis milhas, mas a questão é que a fotocélula tinha abertura de uma polegada, cêrca de três vêzes o tamanho da pupila do ôlho humano adaptado à escuridão. A vantagem importante da fotocélula não é a sensibilidade superior mas a capacidade de medir diferenças de brilho muito mais precisamente do que o ôlho ou até do que o filme fotográfico.

Nas condições dessa experiência, a nossa célula, ligada ao telescópio de 15 polegadas, poderia localizar uma vela a 100 milhas de distância. Nos últimos vinte anos, tem constantemente melhorado a eficiência dos fotômetros. Um dos importantes melhoramentos realizados no instrumento foi feito em 1932, por Albert E. Whitford, da Universidade de Wisconsin. Os íons errantes do ar, em volta de uma fotocélula, e outros fatôres interferem com a sensibilidade da célula; causam perturbações da espécie conhecida como ''ruído'', no

rádio. Whitford concebeu a idéia de encerrar a célula num tanque vazio de ar. Valeu-se de uma fotocélula em combinação com um tubo amplificador e colocou tudo num tanque de latão. Quando fêz o vácuo no tanque, à pressão de um milésimo de atmosfera, eliminou literalmente inúmeras das dificuldades. Êsse simples estratagema melhorou a eficiência do instrumento 10 vêzes; enquanto o ''sinal'' permanecia o mesmo, o ''ruído'' no circuito era 10 vêzes menor. Além do mais, o tubo amplificador ligado à célula introduzia um melhoramento de sensibilidade da ordem de quatro vêzes mais.

Durante a segunda guerra mundial, uma nova forma de célula, chamada fototubo multiplicador, surgiu no mercado. Êsse tubo emprega uma série de superfícies sensíveis, com os elétrons da primeira a bombardear a segunda, a fim de soltar elétrons ''secundários'', os quais, por sua vez, produzem outra cessão de elétrons pela terceira superfície, e assim por diante. O resultado é a amplificação de um milhão de vêzes dentro do próprio tubo. Outro melhoramento se obtém pelo resfriamento de uma fotocélula ou de um multiplicador mediante o emprêgo de gêlo sêco. A superfície fotossensível emitirá elétrons tanto em virtude do calor como da luz, e produzirá uma pequenina corrente até no escuro. O seu resfriamento a 80 graus centígrados abaixo de zero reduzirá a desnecessária emissão térmica a um nível negligenciável.

Dessa breve descrição dos instrumentos, voltar-nos-emos agora à sua aplicação na astronomia. Um dos principais usos da fotocélula tem sido o de captar e medir alterações de brilho das chamadas estrêlas variáveis, caso em que as variações são demasiadamente pequenas para que possam ser observadas diretamente pelo ôlho ou pelo filme fotográfico. O ôlho não

pode captar variações de brilho em estrêlas de menos do que cêrca de 25 por cento; a fotocélula registra variações de 5 por cento e até inferiores.

As estrêlas eclipsantes constituem notável classe das variáveis. São pares de estrêlas que giram uma em tôrno da outra, de tal modo que, na nossa linha de visão, cada membro fica periòdicamente atrás do outro. Durante o eclipse parcial ou total de uma estrêla pela outra, recebemos menor quantidade de luz da dupla. Um dos sistemas estudados mediante o emprêgo da fotocélula é a débil estrêla conhecida por AR Cassiopeiae. As observações dos deslocamentos no seu espetro haviam mostrado que ela consistia num corpo principal com um maciço companheiro a girar em tôrno dêle, em período de 6,1 dias. O fotômetro, ligado a um telescópio de 12 polegadas, foi chamado a ver o que nos podia dizer sôbre o tamanho e a trajetória das duas estrêlas. Mostraram as suas medidas que quando o membro menor do par estava na frente do outro, eliminava cêrca de 13 por cento da luz total da dupla. Quando o maior eclipsava o companheiro, a redução de luz era de 3 por cento. Indica isso que o companheiro tem 3/13 (isto é, aproximadamente um quarto) menos brilho que a estrêla principal. Os eclipses não se sucedem em intervalos iguais; o eclipse primário (o da estrêla principal pela companheira) vem 2,3 dias depois do secundário, e o eclipse secundário 3,8 dias depois do primario. A desigualdade de intervalos significa naturalmente que a órbita da companheira constitui uma elipse e não um círculo. Da relativa duração dos dois eclipses, comparada ao período total de revolução, é possível calcular as dimensões das estrêlas em têrmos da distância entre elas. Visto que conhecemos tal distância por outros meios, podemos determinar-lhes o tamanho absoluto. Estudos anteriores do espetro haviam indicado que a estrêla

principal de AR Cassiopeiae é, provàvelmente, umas 600 vêzes mais brilhante que o sol; de acôrdo com as medidas fotocelulares a companheira menor tem um brilho quase 20 vêzes maior que o do sol. Trata-se, sem dúvida, de um gigantesco sistema duplo.

As variáveis cefeidas constituem outra classe importante de estrêlas variáveis. Supõe-se que sejam estrêlas supergigantes, gasosas, as quais mudam realmente de tamanho, inchando e encolhendo na medida de 5 a 10 por cento, em pulsações regulares. Algumas delas, no seu máximo de emissão de luz, são duas vêzes mais brilhantes que no mínimo. Muitas das cefeidas têm sido estudadas mediante a fotocélula, com a obtenção de dados sôbre a sua temperatura, assim como sôbre as suas mudanças de brilho.

A temperatura de uma estrêla é dada pela sua côr. Quanto mais quente, tanto mais azul a luz. Podemos avaliar a temperatura pelo espetro, mas as medidas fotoelétricas proporcionam outro método mais acurado. Se colocarmos um vidro de filtro que deixe passar apenas a luz de uma côr sôbre uma fotocélula, poderemos medir o brilho dessa côr na luz da estrêla. Medindo duas côres e comparando-lhes a intensidade, podemos ter uma indicação da temperatura da estrêla. Suponha-se que escolhamos duas côres, amarelo e azul, nas quais o Sol possui aproximadamente o mesmo brilho ao ser medido por determinada fotocélula. A temperatura do Sol, como se sabe, é de quase 6.000 graus centígrados. Se medirmos uma estrêla mais quente, como Sírio (11.000 graus) com os mesmos dois filtros, é de esperar que ela seja muito mais brilhante no azul do que no amarelo, ao passo que uma estrêla mais fria do que o Sol será mais brilhante no amarelo. Dêsse modo, é-nos dado construir uma escala definida de temperaturas estelares.

A escala de brilho para as estrêlas se fundamenta mais na sua luminosidade comparativa do que no padrão terrestre de luz. Mede-se em "grandezas" e os valores aumentam não na ordem de brilho mas de fraqueza; assim uma estrêla da segunda grandeza é mais fraca do que outra de primeira. Nessas unidades, cada nível de grandeza é aproximadamente 2,5 vêzes mais fraco que o imediatamente superior na escala. A grandeza da Estrêla Polar do Norte é 2; uma estrêla da grandeza 6, a mais fraca visível a olhos desarmados, é aproximadamente 40 vêzes mais fraca que a estrêla polar. Uma estrêla da 19.ª grandeza é aproximadamente seis milhões de vêzes mais fraca que a estrêla polar.

A estrêla mais fraca até agora registrada com o auxílio da fotocélula era da 19.ª grandeza. Whitford e H. L. Johnson mediram tal estrêla em duas côres com o auxílio do telescópio de 100 polegadas do Monte Wilson. Focalizaram-na numa pequena abertura 200 vêzes menor do que o diâmetro da imagem da lua. Não obstante, mesmo através dêsse pequeno orifício o céu escuro proporcionou 15 vêzes a luz da própria estrêla. Por outras palavras, o fundo do céu noturno fixa um limite à medida fotoelétrica. Para apanharem o efeito da luz da estrêla, Whitford e Johnson tiveram de fazer uma série de leituras: estrêlas mais céu, sòmente o céu; estrêla mais céu, estrêla sòmente, e assim por diante. A diferença média líquida foi considerada reação apenas da estrêla. A diferença era bastante maior que as variações casuais no registro para ser mensurável. A medição de duas côres dessa estrêla mostrou que a reação amarela era levemente maior que a azul, indicando ser a estrêla apreciàvelmenee mais vermelha e fria que o Sol.

A determinação precisa das côres das estrêlas tem-nos auxiliado a descobrir material escuro no espaço interestelar.

Assim como o Sol se avermelha ao deitar-se, quando o vemos através de uma extensa camada de ar, uma nuvem de gás ou de pó, no espaço exterior, avermelha a luz da estrêla. Quando uma estrêla branca como Sírio aparece amarela, uma explicação plausível é ter-lhe sido a luz absorvida mais no azul do que no amarelo ou vermelho. Se também a estrêla estiver numa porção escura (isto é, poeirenta) da brilhante Via-láctea, é forte a confirmação de que o avermelhamento não passa de absorção.

Num dia claro, 10 ou 20 milhas de ar comum da atmosfera terrestre turvarão uma paisagem distante, e um pouco de pó ou de névoa a eliminará de vez. No espaço interestelar, contudo, o pó e o gás são tão tênues que a luz tem de percorrer fantásticas distâncias para apresentar qualquer perceptível efeito de absorção. Sòmente podemos observar o avermelhamento em estrêlas a muitos anos-luz de distância de nós.

Os melhores objetos individuais para o estudo da absorção são certas estrêlas de elevada luminosidade, azuis, do tipo chamado classe B. Essas estrêlas têm temperaturas da ordem de 20.000 graus. São geralmente centenas ou até milhares de vêzes mais brilhantes que o Sol. Possuem espetros simples e as suas côres individuais se contêm numa pequena faixa. Exemplos das estrêlas da Classe B no inverno são as do Cinto de Órion, a cêrca de 600 anos-luz de nós. São bastante vizinhas para que as vejamos com as suas verdadeiras côres. No verão, porém, tôdas as estrêlas B mais quentes, na região mais distante, perto da linha principal da Via-láctea, são avermelhadas, indubitàvelmente em virtude de absorção de parte da sua luz pela matéria interestelar.

As medidas de côr feitas com uma fotocélula nas estrêlas da Classe B em tôdas as direções da Via-láctea mostram que a maior parte do material absorvente que avermelha as estrêlas

está concentrada numa camada relativamente delgada, perto do plano médio da nossa galáxia em formato de disco. A camada não é uniforme; o material se amontoa provàvelmente em nuvens, cada uma delas com vários anos-luz de extensão. As nuvens devem ser principalmente feitas de pó, porque o pó, sem dúvida, é um absorvedor muito melhor de luz do que os amontoados de matéria ou de gás.

Para os estudos de absorção em grandes distâncias, os aglomerados globulares da nossa galáxia, 100 dos quais se conhecem, são melhores objetos que as estrêlas B. O aglomerado globular é um gigantesco grupo de dezenas de milhares de estrêlas. A fotocélula pode registrar a luz total de um aglomerado como se êles fôssem uma única estrêla. Medindo a luz em diferentes côres, pode indicar que parte da luz está sendo absorvida pelo pó no espaço circundante. Tomemos o caso do aglomerado globular chamado NGC 6553. Quando êsse aglomerado é fotografado na luz azul ou vermelha, as duas fotografias são muito diferentes; na luz vermelha, o aglomerado parece quase uma massa sólida de estrêlas, ao passo que na luz azul é fino e fraco. Se o aglomerado estivesse localizado no espaço livre, as duas fotografias seriam pràticamente as mesmas. As medidas com fotocélula mostram que sòmente um ou dois por cento da luz azul vem até nós; o resto é absorvido pelas nuvens de pó interestelar através do qual a luz do aglomerado viaja para nós.

Na fotografia vermelha o centro da fotografia é uma chama sólida de luz; mas trata-se de uma simples aparência; o telescópio não consegue resolver a luz de objeto tão distante em estrêlas separadas. Com a fotocélula é possível provar a existência de bastante espaço entre as estrêlas de um aglomerado globular. Se não houvesse espaços escuros entre as

estrêlas, como os percebemos na nossa linha de visão, a superfície central do aglomerado teria um brilho igual ao do nosso Sol. As medidas fotocelulares mostram realmente que tem apenas quase um décimo bilionésimo do brilho da superfície do Sol, o que indica que na fotografia que o aglomerado apresenta a zona de espaço escuro é dez bilhões de vêzes a das próprias estrêlas. Naturalmente, a luz total que vem de tal sistema é imensamente maior que a luz de uma estrêla única, como o Sol: um aglomerado globular pode ter diâmetro de 100 anos-luz e mais luz do que 100.000 sóis.

As longínquas nebulosas, sistemas de estrêlas fora da nossa galáxia, oferecem muito maior dificuldade, quando procuramos medi-las com a fotocélula. Êsses objetos tênues e difusos são apenas um pouco mais brilhantes do que o céu e têm de ser medidos pelas leituras com que se medem as estrêlas individuais fracas, constituindo, às vêzes, problema encontrar uma zona de céu vizinho suficientemente limpo e escuro para a leitura comparativa. Além disso, pode haver estrêlas na linha de visão entre nós e a nebulosa, de modo que precisamos medir-lhes e subtrair-lhes a luz, a fim de descobrirmos a da própria nebulosa.

Uma das principais razões para o estudo das côres das nebulosas com a fotocélula consiste na investigação ulterior do famoso deslocamento vermelho, talvez o mais notável descobrimento da astronomia, nos últimos cinqüenta anos. Êsse fenômeno, o deslocamento de todos os comprimentos de onda da luz proveniente de longínquas nebulosas para a extremidade vermelha do espetro (quanto maior a distância, tanto maior o deslocamento), interpreta-se geralmente como significando que tôdas as nebulosas fogem de nós e uma da outra, isto é, que o universo se expande.

Da estimativa de velocidade de uma nebulosa e do conseqüente deslocamento das suas côres para o campo de ondas de maior comprimento, é possível calcular qual a composição de côres da sua luz quando esta nos atinge; por exemplo, em que medida deve estar avermelhada. Êsse cálculo foi feito para a nebulosa de Boötes, sistema estelar que, segundo se calcula, está a 220 milhões de anos-luz de distância de nós e se afasta com uma velocidade de 24.000 milhas por segundo. De acôrdo com êsse cálculo o seu avermelhamento, medido numa escala de duas côres, deve ser 23 por cento. Mas quando a luz de tal nebulosa se mede com uma fotocélula, fica patenteado que o seu avermelhamento é de 61 por cento, quase três vêzes o valor previsto.

Tal discrepância pode acarretar radicais mudanças nas nossas idéias acêrca do universo. Foram apresentadas duas diferentes explicações da discrepância. A primeira sugere que as grandes extensões de espaço entre as galáxias talvez contenham nuvens de pó, como as próprias galáxias. Têm suposto os astrônomos que o espaço intergaláctico está absolutamente vazio e transparente, mas não passa de uma simples hipótese. A densidade da matéria no espaço entre as nebulosas não teria de ser mais do que um centésimo milésimo da que há nas nuvens de pó da nossa galáxia, a fim de explicar o imprevisto avermelhamento extra de Boötes. Mas se todo o espaço está realmente cheio de pó, temos de rever as nossas estimativas das distâncias das nebulosas, pois o pó intergaláctico absorveria um pouco da luz delas e as faria parecer mais distantes do que realmente estão. Por exemplo, Boötes estaria apenas a 130 milhões de anos-luz de distância, e não a 220 milhões. Seguir-se-ia também que, quanto mais penetramos o espaço, chegamos a um ponto em que êle se torna pràticamente impenetrável; por outras palavras, o telescópio de 200

polegadas não poderá penetrar um bilhão de anos-luz no espaço, como foi projetado, em virtude da interferência da névoa.

A outra explicação apresentada do avermelhamento inesperado de Boötes é que quando a luz as deixou, há 220 milhões de anos, as nebulosas eram de fato mais vermelhas do que atualmente. O fato de as nebulosas distantes serem muito mais vermelhas do que as que nos são próximas bem pode ser simplesmente um sinal da sua maior mocidade (A propósito, a côr avermelhada não se deve confundir com o deslocamento vermelho do espetro no seu todo, em virtude da recessão das nebulosas). Talvez tôdas as estrêlas vermelhas de tôdas as nebulosas tenham tido a sua intensidade diminuída desde que a luz as deixou distantes, tornando-se, por conseguintes, mais azuis as nebulosas. O tempo implicado — sòmente uns 220 milhões de anos — parecerá demasiadamente breve para tamanha mudança numa nebulosa, mas são muitas as estrêlas vermelhas gigantes que irradiam, e depois perdem a intensidade, 1.000 vêzes mais depressa que o Sol.

A anomalia da vermelhidão pode ser devida à absorção do espaço ou do tempo, ou a uma combinação dos dois; se fôr o último caso, o problema de desentranhar um do outro os dois efeitos parece atualmente insolúvel. Seja como fôr, por longo tempo nos atormentará a questão de saber o que há no espaço entre as nebulosas, e o problema do alcance dos nossos telescópios.

Passo a passo, estendeu-se o uso da fotocélula à exploração de tôda a faixa de objetos do céu, desde o Sol e a lua até as estrêlas e, finalmente, às longínquas nebulosas e os espaços entre elas. Na astronomia, como em outros campos, as aplicações da célula fotoelétrica só estão limitadas pela imaginação do experimentador.

RADIOESTRÊLAS

por A. C. B. Lovell

Quando um país que luta contra uma crise financeira e carência de matéria prima decide gastar um milhão de dólares e 2.000 toneladas de aço num único instrumento de pesquisas fundamentais, devem esperar-se resultados importantes. A Grã-Bretanha, atualmente, está realizando essa inversão de capital numa nova espécie de telescópio gigantesco. Dirá respeito ao que parecerá empreendimento visionário — a exploração do universo — mas a Grã-Bretanha, com tal inversão, antecipa riquíssima seara de descobrimentos.

A história da decisão de construir o instrumento constitui impressionante capítulo na história das pesquisas. É a descrição da radioastronomia. Até há 20 anos a nossa única janela para o espaço era a região visual do espetro eletromagnético. Sabíamos que a nossa visão ficava obscurecida um pouco pelo pó e pelos vapores que toldavam a luz das estrêlas, mas parecia pouco provável que o espaço exterior tivesse muitos segredos não eventualmente reveláveis pelos nossos grandes telescópios ópticos. De súbito, acidentalmente, descobriu-se outra janela noutra parte do espetro eletromagnético. Estudando as perturbações atmosféricas de rádio, Karl G. Jansky, engenheiro eletricista dos Laboratórios da Companhia Telefônica Bell, colheu rádio-sinais que, a seu ver, deviam vir do espaço exterior. O seu descobrimento, agora famoso, foi con-

firmado pelo engenheiro de rádio Grote Reber, o qual, no seu jardim, construiu uma antena parabólica de 30 pés mediante cujo uso esboçou o primeiro rádio-mapa do céu.

O trabalho de Reber revelou que os sinais eram mais fortes na direção da Via-láctea, e que, em geral, as regiões do espaço com os mais densos aglomerados de estrêlas visíveis emitiam as ondas de rádio mais fortes. Reber, contudo, não logrou ligar os sinais de rádio a qualquer objeto específico. Apontou a antena na direção de brilhantes estrêlas, nebulosas extragalácticas e outros poderosos emissores de luz, mas nenhum dêles parecia ser a causa dos sinais de rádio! Concluiu Reber que as ondas de rádio eram, provàvelmente, geradas por processos atômicos no hidrogênio do espaço interestelar. Tratava-se de uma interessante teoria, mas aparentemente não destinada a levar a nenhuma surpreendente revelação acêrca do universo.

A princípio, os astrônomos deram pouca importância às experiências de rádio. Contudo, em 1948, surgiu novo desenvolvimento que decididamente lhes despertou o interêsse. A dificuldade de Reber fôra a de ter o seu radiotelescópio pequeníssima resolução, não logrando separar objetos pequeninos no céu, por receber a radiação num feixe de vários graus de amplitude. Para focalizar um objeto pequeno, o refletor ou qualquer outro receptor de radiação devia ser muito maior do que o comprimento de onda da radiação. O comprimento de onda das ondas de luz, colhido por um telescópio óptico, constitui apenas algumas centenas de milésimos de polegada. Mas os sinais de rádio recebidos pelo telescópio de Reber tinham um comprimento de onda de quase seis pés, e a sua antena de 30 pés só podia receber um amplo feixe. Em 1948, dois experimentadores, em lados opostos do mundo, descobriram a ma-

neira de obter melhores resoluções das fontes de sinais de rádio. Tratava-se de J. G. Bolton, em Sydney, na Austrália, e de Martin Ryle, em Cambridge, na Inglaterra. Valeram-se ambos de uma combinação de duas antenas, colocadas a uma distância de várias centenas de jardas uma da outra e ligadas a um único receptor de rádio. As ondas de rádio, entrando obliquamente do espaço, atingiam uma das antenas um pouco antes do que a outra, e produziam por conseguinte um efeito de interferência, reforçando ou opondo-se uma à outra. Como a terra gira, êsse rádio ''interferômetro'' varre o céu mediante um leque de delicados lobos, tornando, assim, possível ter uma idéia do tamanho da região emissora de rádio do espaço; uma fonte menor do que o espaço entre os lobos produziria fortes máximos e mínimos na fôrça do sinal recebido. Para grande assombro dos astrônomos, Bolton e Ryle verificaram que pelo menos algumas das ondas de rádio provinham de fontes bastante pequenas para receberem o nome de ''radioestrêlas''. Bolton descobriu uma delas na constelação do Cisne, e Ryle descobriu outra, mais forte, na de Cassiopéia. Posteriormente, localizaram-se outras inúmeras radioestrêlas.

O característico mais estranho de tais descobrimentos era não parecer nenhuma das radioestrêlas coincidir com estrêla brilhante ou qualquer outro objeto visível. Não tardou em nascer a crença de que as radioestrêlas representavam um tipo até então desconhecido de objeto estelar, escuro ou apenas dèbilmente luminoso, mas dotado da capacidade de emitir intensas ondas de rádio. Parece haver grande número de tais radioestrêlas; mais de 200 se conhecem hoje, e é provável que um número muito maior seja descoberto, à medida que forem melhorando os radiotelescópios. Com efeito, há motivos para crer que as radioestrêlas sejam tão numerosas como as estrêlas comuns visíveis.

Em 1950, construiu-se um grande radiotelescópio na estação de Jodrell Bank da Universidade de Manchester, na Inglaterra. No formato, assemelha-se ao usado anteriormente por Reber, mas tem 220 pés de diâmetro, de modo que pode receber sinais de rádio num feixe de apenas dois graus de amplitude. É fixa a sua antena, contudo, e só logra inspecionar uma pequena parte do céu. Com êsse telescópio, R. Hanbury Brown conseguiu registrar ondas de rádio oriundas da grande nebulosa espiral de Andrômeda e de outras galáxias mais distantes. Tornou-se, pois, evidente que as radioestrêlas devem ser comuns não sòmente na Via-láctea, senão em todo o universo.

Fizeram-se definidos esforços para a resolução dêsse estranho mistério de um universo cheio de corpos emissores de rádio, sem nenhuma ligação óbvia com as estrêlas comuns, e nos últimos meses se realizou certo progresso. Entre as radioestrêlas descobertas por Bolton, há uma, na Constelação do Touro, que coincide com um notável objeto celeste conhecido pelo nome de nebulosa do Caranguejo. Crê-se que tal nebulosa seja o envoltório quente, gasoso, expansivo de uma supernova explodida em 1054. A posição e o tamanho da radioestrêla, a terceira em intensidade no céu, coincide com a posição e o tamanho do envoltório gasoso. No verão passado, descobriu Brown uma radioestrêla na posição de outra supernova, a observada por Tycho Brahe em 1572, cujos remanescentes já se não vêem nos telescópios. Logo, parece agora bem estabelecido que os restos da grande explosão estelar são capazes de gerar intensas ondas de rádio. Precisa-se de outra comprovação para que o assunto fique isento de qualquer dúvida: a recepção de ondas de rádio dos restos da terceira supernova conhecida, observada por Johannes Kepler em 1604. Infelizmente, o objeto de Kepler está fora do campo de visão

do radiotelescópio fixo em Jodrell Bank, e não há nenhum outro instrumento de tamanho suficiente para estudá-lo.

Essas três supernovas explicariam as três radioestrêlas, mas, as outras? Para estudar a situação mais ìntimamente os astrônomos do Monte Palomar focalizaram o telescópio de 200 polegadas na região celeste que contém as duas radioestrêlas mais intensas, em Cassiopéia e Cisne. Essa pesquisa, que se iniciou logo em 1952, tem sido bastante frutífera. Perto da radioestrêla de Cassiopéia o telescópio revelou uma região de difusa nebulosidade gasosa com algumas propriedades estranhas e ainda inexploradas. O resultado da investigação da região do Cisne é até mais surpreendente. Os observadores de Palomar, Walter Baade e R. Minkowski, acreditam que a radioestrêla de Cisne é conseqüência da colisão de duas galáxias!

Os achados gerais, até agora, são realmente notáveis. Das três radioestrêlas mais fortes do céu, uma parece ser o resto de uma estrêla que sofreu morte violenta, outra parece representar a colisão de galáxias e a mais forte de tôdas parece ser debilíssima região de gás em violenta agitação.

À medida que o céu foi sendo representado, em minúcias cada vez mais acentuadas, por intermédio de radiotelescópios de maior poder de resolução, foi-se tornando claro que as regiões de maior concentração de estrêlas são as que geram as ondas de rádio mais intensas. Até no nosso atual estado de incerteza, no tocante à fonte de ondas de rádio, essa relação é da maior importância para a astronomia. A visão que temos das regiões centrais da Via-láctea, ricas em estrêlas, está fortemente obscurecida por nuvens de diminutas partículas de pó nc espaço interestelar. Com efeito, calculou-se que êsse pó deve ocultar mais de 90 por cento das estrêlas da Via-láctea, impedindo as percebam até os nossos mais poderosos te-

lescópios. Sem dúvida, trata-se de forte obstáculo ao estudo da estrutura da nossa galáxia. Contudo, as ondas de rádio podem penetrar o pó sem absorção e trazer aos radiotelescópios pormenores das regiões ocultas. A radio-representação do céu é, portanto, tarefa das mais importantes. O trabalho precisa de elevada resolução, e já vimos que isso exige grandíssimos radiotelescópios. Eis a razão da construção do novo telescópio em Jodrell Bank.

Fundamenta-se-lhe o projeto no radiotelescópio que tem estado em uso ali por vários anos, mas será maior. O que mais importa ainda, girará numa linha de trilhos e poderá ser voltado, dessarte, para qualquer lado do céu. O novo instrumento será diversas vêzes maior do que qualquer radiotelescópio móvel. Cêrca de 12.500 toneladas de aço e concreto estão sendo atualmente mergulhados no solo, como base do instrumento. A base suportará uma superestrutura de 1.500 toneladas, montada num trilho circular e movida por motores que lhe permitirão voltar-se automàticamente para qualquer objeto do céu. A sua grande antena será constituída por uma concha de aço com 250 pés de diâmetro e 60 pés de profundidade no centro; a antena de 300 toneladas girará sôbre um eixo, a 180 pés do nível do solo.

O primeiro objetivo dêsse grande telescópio será o de inspecionar os céus, mas estará, outrossim, equipado para os demais trabalhos de radioastronomia, inclusive o acompanhamento, por meio de radar, dos meteoros.

O telescópio operará numa ampla faixa de comprimentos de ondas de rádio. Até há pouco tempo, a maior parte do trabalho de radioastronomia se fazia na faixa de comprimentos de onda, situada entre 1 e 20 metros. Tem havido, no entanto, crescente interêsse no uso de ondas de menor comprimento, e em 1951 êsse campo de atividade sofreu poderoso es-

tímulo mediante um dos espetaculares descobrimentos tão característicos dos trabalhos de radioastronomia. Havia sido sugerido que os átomos de hidrogênio no espaço interestelar talvez emitissem, como resultado de certa mudança do estado de energia, uma energia de rádio com o comprimento de onda de 21 centímetros. Em 1951, foi captada radiação dêsse comprimento, em primeiro lugar por Harold I. Ewen e E. M. Purcell, na Universidade de Harvard, e, depois, por outros. Assim, pela primeira vez, dispuseram os astrônomos de uma linha específica espetral com que trabalhar no espetro de rádio. Leves deslocamentos pelo efeito Doppler, na linha de rádio de 21 centímetros, tornarão possível determinar o movimento relativo da terra e as nuvens de hidrogênio no espaço.

A astronomia tem progredido com o aumento de tamanho dos seus telescópios. A necessidade consiste sempre em maior poder de colheita de luz e maior poder de resolução. Sem dúvida, na radioastronomia a história se repetirá; a construção de radiotelescópios dotados de mais sensibilidade e maior poder de resolução deverá proporcionar notáveis progressos ao nosso conhecimento do universo. Deposita-se enorme esperança no grande empreendimento técnico em construção, em Jodrell Bank. Combinado com as observações visuais através dos gigantescos telescópios ópticos das montanhas da Califórnia, será muito capaz de iniciar uma nova era para a astronomia.

ONDAS DE RÁDIO VINDAS DO ESPAÇO INTERESTELAR

por Harold I. Ewen

A jovem ciência da radioastronomia, contando agora apenas uns quinze anos de idade, tem-se desenvolvido com notável rapidez e numa inesperada variedade de interessantes direções. Iniciou-se com alguns investigadores que nada mais faziam senão colhêr "ruído" do céu. As emissões de rádio que nos vêm do espaço exterior podem ser comparadas aos sons de uma fábrica de caldeiras; constituem uma mixórdia de vibrações a cobrir ampla faixa de freqüências. Não foi fácil descobrir o significado de tais mensagens. Mas, há cêrca de um ano e meio, uma única nota significativa se discerniu através do rumor. Hoje, os postos de escuta em todo o mundo sintonizam essa monotonia de alta intensidade, com 1.420 megaciclos, e obtêm uma nova visão do universo.

A situação é mais ou menos parecida à revolução sobrevinda com o emprêgo, há um século, do espetroscópio na astronomia. Até então, os astrônomos, observando o céu com os telescópios, tinham visto estrêlas e nebulosas apenas como objetos. As estrêlas eram simples pontos de luz. O espetroscópio, analisando a luz e decompondo-a em linhas espetrais, possibilitou a aprendizagem da história dos movimentos das estrêlas e informou-nos do que se compunham. Atualmente a radioastronomia possui, no sinal de 1.420 megaciclos, a sua

primeira linha espetral. O sinal dá informações quanto ao hidrogênio que flutua no espaço, e à música das esferas acrescentou a canção do espaço interestelar.

Com o novo radiotelescópio de hidrogênio, podemos observar aquilo que nem os mais poderosos telescópios poderiam tornar visível; podemos examinar o frígido vácuo e penetrar o espaço através do pó interestelar e de outras nuvens escurecedoras que impedem a visão. Teremos um quadro mais pormenorizado da estrutura e da dinâmica da nossa galáxia; êle nos dirá mais sôbre as galáxias vizinhas, e proporcionar-nos-á a maior parte da resposta à velha pergunta sôbre o que enche o espaço entre as estrêlas.

O espetro visível já nos disse alguma coisa da matéria interestelar. Os estudos de absorção da luz demonstraram que ela consiste em moléculas de gás e partículas de pó tão disseminadas que o espaço que "enchem" constitui um vácuo muito mais perfeito que o que poderíamos realizar na terra. A energia média das partículas corresponde a uma temperatura que vai de 50 a 100 graus acima do zero absoluto. Em algumas regiões perto de estrêlas quentes, o gás ioniza-se e brilha com a sua própria luz. O espetro dessa luz indica que a maioria das partículas de gás são átomos de hidrogênio neutro.

Em 1944, o astrônomo holandês H. C. van de Hulst fêz a surpreendente revelação de que seria possível notar os átomos de hidrogênio não sòmente perto das estrêlas, onde são levados a brilhar, senão também nos trechos frios e tênues do espaço. Disse que ali os átomos emitiriam apreciável quantidade de energia com o comprimento de onda de 21 centímetros (outra maneira de dizer 1.420 megaciclos). Para muita gente, a profecia se afigurou fantasiosa, mas em 1951 a radiação foi realmente captada mediante receptores supersensíveis de rádio.

Revejamos sucintamente os fatos sôbre o átomo de hidrogênio que explicam êsse descobrimento. O átomo de hidrogênio possui, por núcleo, um *proton* de carga positiva e um de carga negativa a girar em tôrno dêle, como gira a terra em tôrno do Sol. Diversamente da terra, porém, o elétron pode saltar de uma órbita a outra, como se a terra pudesse saltar para a órbita de Mercúrio ou de Saturno. Quando o elétron se move para uma órbita mais distante do *proton*, absorve energia; quando se move para outra, mais vizinha, emite energia. As órbitas à disposição do elétron são fixas, e quando êle salta de uma a outra absorve ou emite uma quantidade definida de energia, medida pela diferença de níveis de energia entre as duas órbitas. A quantidade de energia implicada no salto se exprime por hv; nessa expressão h é constante e v é a freqüência espetral com que se emite ou absorve a energia. Quanto maior o salto, tanto maior a freqüência.

As freqüências dos saltos quantitativos do elétron do hidrogênio encontram-se amplamente na faixa visível e têm proporcionado a maior parte da informação sôbre o átomo. Mas alguns dos saltos permitidos são tão pequenos que a freqüência cai, na faixa, muito abaixo do espetro de rádio. Nesse caso, o salto não é uma transição em grande escala, de uma órbita a outra, mas apenas um deslocamento entre subníveis, pois as órbitas eletrônicas se despedaçam em níveis de energia pouco distanciados um do outro, também permitidos ao elétron. Essas diferenças de energia de pequena escala são conhecidas com os nomes de estrutura "fina" e "hiperfina" do átomo. A estrutura fina se deve aos efeitos relativistas. Aqui, interessa-nos a estrutura hiperfina, oriunda dos efeitos de rotação.

Tanto o *proton* como o elétron, no átomo de hidrogênio, giram sôbre os seus próprios eixos. E por possuírem uma carga elétrica, as suas rotações produzem campos magnéticos, o que significa, naturalmente, que podem atrair-se ou repelir-se. Quando o elétron se encontra na órbita mais vizinha do *proton*, a interação magnética entre as duas partículas é suficientemente forte para ter efeito mensurável na energia total do sistema. Quando o eixo magnético do elétron é paralelo ao do *proton*, o sistema encontra-se num estado superior de energia; se o elétron se sacode de modo que as rotações passem a ser antiparalelas, cai em estado inferior de energia. Tal circunstância produz dois níveis de energia hiperfina. E o salto entre êsses dois níveis absorve ou emite energia à freqüência de 1.420 megaciclos.

Deve ser, pois, evidente o porquê da importância dessa freqüência na astronomia. Os átomos neutros de hidrogênio no extremo frio do espaço devem estar no estado inferior de energia.

Não há ali suficiente energia para levar muitos dêles a um estado superior. Mas a energia é suficiente para excitar os níveis hiperfinos do estado inferior. Conseqüentemente, o sistema, no seu todo, irradia e absorve energia a 1.420 megaciclos, correspondentes à diferença entre êsses níveis hiperfinos.

Quando van de Hulst sugeriu a possibilidade de captar a "linha de hidrogênio", em 1944, foi grande o trabalho dos astrônomos quanto à possibilidade de as condições de equilíbrio no espaço providenciarem uma linha de emissão ou de absorção. Acreditavam muitos que a linha seria incaptável. Quando o foi, em 1951, verificou-se que se tratava de linha de emissão, o que provou que a "temperatura de rotação do hidrogênio"

no espaço era mais elevada que a temperatura do campo de fundo.

Desde êsse descobrimento, inúmeras teorias foram propostas para explicar por que se verificam como linha de emissão as irradiações. Concorda-se hoje, geralmente, em que a explicação mais convincente é a "colisão" sugerida por N. F. Ramsey e V. L. Weisskopt, e elaborada por E. M. Purcell e R. H. Dicke. A sua explicação do motivo que faz com que o elétron dê um salto e ceda energia é bastante complexa; talvez a melhor maneira de explicá-la seja acompanhar o átomo de hidrogênio através do espaço.

Suponhamos estar cavalgando o *proton* de um átomo neutro de hidrogênio e dirigindo-o através do espaço de nossa galáxia. Admite-se que o átomo seja verdadeiramente representativo, de modo que não veremos apenas a carreira de um átomo individual, mas a média dos efeitos em todos os átomos. Vemos o nosso elétron girar em tôrno de nós e notamos que também gira sôbre o seu eixo, como um pião. Também o *proton* gira, e o seu eixo de rotação é paralelo ao do elétron. Teremos em mente a relação entre as duas rotações. Ao começarmos a viagem, observamos, por meio de um receptor de rádio sintonizado em 1.420 megaciclos, que nos movemos através de um débil campo de radiação com tal freqüência. A radiação se compõe de energia da luz difusa das estrêlas, dos gases ionizados em volta das estrêlas, das colisões entre nuvens de gás e de pó, e de vários outros processos emissores de energia. A fôrça total do campo é quase igual à radiação em 1.420 megaciclos, proveniente de um corpo negro (corpo que absorve tôdas as radiações que o atingem) a uma temperatura de uns 10 graus acima do zero absoluto.

Êsse campo de radiação, embora fraco, é bastante forte para produzir a energia que fará saltar o elétron do nosso

átomo. Levará quase 10 milhões de anos para tanto (no nosso átomo médio). Quando o elétron volta, o átomo emite uma quantidade de energia em 1.420 megaciclos. Contudo, podemos deduzir que tal fato não é captável na terra. Se o acoplamento dos níveis de energia hiperfina dos átomos de hidrogênio com o campo de radiação constituísse a única fonte de energia para fazer saltar os elétrons, nos três bilhões de anos da história do universo todo o sistema de átomos de hidrogênio do espaço houvera atingido um equilíbrio de orientações de rotação, no qual irradiaria uma energia absorvente tal qual o corpo negro a 10 graus absolutos. Por outras palavras, para um observador da terra as emissões oriundas dos átomos de hidrogênio resultantes dos saltos dos elétrons pelo campo devem ser indistintas do próprio campo de radiação.

Qual é, pois, o reservatório de energia que explica as emissões de hidrogênio captáveis na terra? A resposta está à nossa disposição. Voamos através de um espaço no qual há uma média de um átomo de hidrogênio por centímetro cúbico, mas o nosso átomo é tão pequeno que, embora estejamos viajando a três milhas por segundo, raramente atingimos outro átomo. Uma vez em cêrca de cinqüenta anos, contudo, colidimos com um dêles. Muito provàvelmente, sairemos da colisão com o salto de um elétron. Êsse fato, evidentemente, se verifica mais freqüentemente que o salto do elétron pelo campo de fundo, que a irradiação deve ser distinta do fundo, admitindo que êsse acoplamento de energia dê como resultado uma diferente temperatura de equilíbrio.

A colisão não é uma simples experiência; é difícil dizer o que se passa. O outro átomo segue em movimento espiral para nós, mas, na realidade, não nos atinge. Quando os dois *protons* chegam ao máximo de aproximação um do outro, os seus dois elétrons vão para cá e para lá entre êles. Os elétrons perdem

o contacto com o *proton* com o qual vieram, e quando a colisão termina, a probabilidade é de que o nosso elétron tenha partido com o outro *proton* do qual, em troca, tiramos o elétron. Se acontecer que o nosso novo elétron tenha rotação oposta à do velho, o nosso átomo irradiará ou absorverá energia em 1.420 megaciclos.

O fato não é tão simples assim: o modêlo físico que estivemos discutindo não passa de grosseira aproximação. Os cálculos, pela mecânica dos *quanta*, mostram que, dentre oito colisões, três darão como resultado uma transição hiperfina da espécie certa. Assim, se o átomo médio sofrer uma colisão cada 50 anos, emitirá ou absorverá radiação cada 133 anos. Nenhum outro processo no espaço, capaz de alterar os níveis hiperfinos, proporciona, em qualquer ponto, um acoplamento tão forte, para êsse fato, como fazem as colisões. A energia que cedem relaciona-se, naturalmente, com a energia de movimento dos átomos de hidrogênio. Essa energia cinética equivale à temperatura de um corpo negro de aproximadamente 50 a 100 graus absolutos. A diferença de 40 a 90 graus entre a energia cinética do gás interestelar e o campo de radiação do fundo é que torna possível captar-se a irradiação do hidrogênio.

O radiotelescópio usado para receber essa radiação assemelha-se muito, em princípio, ao rádio caseiro. Possui uma antena bastante grande, em formato de chifre, que transmite os sinais vindos do espaço, através de um guia de onda, a um receptor extremamente sensível. A energia total da radiação do hidrogênio do espaço que incide sôbre a terra inteira não supera um ou dois watts. O sinal que uma antena colhe é, na realidade, muito mais fraco que o ruído do próprio circuito receptor. Contudo, os radiotelescópios são atualmente tão sensíveis que os melhores podem captar e ampliar um sinal cuja

fôrça não supera um seis mil avos da fôrça do ruído do circuito.

A antena volta-se para uma parte escolhida do céu. O receptor sintonizável esquadrinha lentamente as freqüências em tôrno de 1.420 megaciclos, e, ao fazer assim, uma pena móvel registra, em fôlha de papel, a intensidade da radiação em cada freqüência.

A radiação do hidrogênio foi captada pela primeira vez na Universidade de Harvard, na noite de 25 de março de 1951. O sinal veio da constelação de Ofíoco, perto do centro da Via-láctea. Verificou-se que a fonte de radiação se estendia pelo menos 3.000 a 5.000 anos-luz no espaço.

Van de Hulst, que estava visitando Harvard, convidado a fazer algumas conferências, pôs-se imediatamente em contacto com o seu observatório na Holanda. A notícia foi também enviada a Sydney, Austrália, outro centro mundial de pesquisas radioastronômicas. Onze semanas depois, o grupo holandês, sob a direção de Jan H. Oort, confirmou o descobrimento, e no mês seguinte veio a confirmação final da Austrália.

O primeiro sinal recebido tinha a maior parte da sua energia concentrada a uma freqüência 170 quilociclos maior que a medida de laboratório da radiação do hidrogênio, 1.420,4 megaciclos. Se qualquer estação emissora devesse deslocar a freqüência nessa medida, ver-se-ia em maus lençóis com a Comissão Federal de Comunicações. Na verdade, ficou imediatamente determinado que o afastamento do valor calculado no laboratório se devia ao deslocamento Doppler resultante do movimento relativo da terra e da nuvem de hidrogênio de que provinha a radiação.

Os astrônomos holandeses captaram três ou mais sinais do hidrogênio de diferentes freqüências (com uma separação de aproximadamente 200 quilociclos) ao longo de uma única linha

de visão dentro da galáxia, o que sugere haver o nosso telescópio atravessado várias nuvens de hidrogênio, viajando com velocidades diferentes. Um dos primeiros enigmas que os telescópios de hidrogênio tentam decifrar é a maneira pela qual gira a nossa galáxia. Com os mapas de distribuição e velocidade relativa das nuvens de hidrogênio em várias direções, a partir da terra, será possível representar as distâncias, posições e formatos gerais das nuvens. Oort, van de Hulst e C. A. Muller já distinguiram a estrutura de um braço espiralado de nuvens de hidrogênio no sistema da Via-láctea.

No verão passado, os radioastrônomos australianos lograram captar a primeira radiação de 1.420 megaciclos de fora da Via-láctea. F. J. Kerr e J. V. Hindman, do Laboratório de Radiofísica de Sydney, captaram a linha de hidrogênio das Nuvens Magalânicas. Em poucos dias de observação puderam aumentar consideràvelmente o conhecimento sôbre os nossos vizinhos extragalácticos mais próximos. A Grande e a Pequena Nuvem Magalânicas, segundo ficou comprovado, giram uma em tôrno da outra, como sistema binário, e parecem afastar-se da nossa galáxia. Também ficou determinado um problema de longa duração. Haviam inúmeros astrônomos pensado que a pequena nuvem, quase completamente isenta de pó, teria pouquíssimo hidrogênio. Verificaram os australianos que possui tanto hidrogênio quanto a companheira maior, cheia de pó.

BIBLIOGRAFIA

Os leitores interessados em outras obras sôbre os assuntos tratados nos capítulos dêste livro apreciarão a lista que se segue. *Não* se trata de uma bibliografia de material de origem. Os livros escolhidos são, na sua maioria, destinados aos leitores gerais, e incluem também alguns dos livros de texto e dos volumes de exame mais acessíveis.

Não é uma lista completa, nem contém todos os assuntos tratados neste livro, visto que grande parte do trabalho aqui mencionado ainda não está representado nas páginas de qualquer outro livro.

THE CREATION OF THE UNIVERSE, por George Gamow. The Viking Press, 1952.

THE NATURE OF THE UNIVERSE, por Fred Hoyle.

THE OBSERVATIONAL APPROACH TO COSMOLOGY, por Edwin P. Hubble. Oxford University Press, 1937.

RELATIVITY, por Albert Einstein. Peter Smith, 1931.

THE FOURTH DIMENSION SIMPLY EXPLAINED: A COLLECTION OF ESSAYS SELECTED FROM THOSE SUBMITTED IN THE *SCIENTIFIC AMERICAN* PRIZE COMPETITION. Peter Smithh, 1941.

THE REALM OF THE NEBULAE, por Edwin P. Hubble. Yale University Press, 1936.

THE MILKY WAY, por Bart J. Bob e Priscille F. Bok. The Blakiston Company, 1941.

STARS IN THE MAKING, por Cecília Payne-Gaposchkin. Harvard University Press, 1952.

STELLAR EVOLUTION, por Otto Struve. Princeton University Press, 1940.

BIRTH AND DEATH OF THE SUN. G. Gamow. Viking Press, 1940.

OUR SUN, por Donald H. Menzel. The Blakiston Company, 1949.

THE PLANETS: THEIR ORIGIN AND DEVELOPMENT, por Harold C. Urey. Yale University Press, 1952.

EARTH, MOON AND PLANETS, por Fred L. Whipple. The Blakiston Company, 1946.

THE PLANET MARS, por Gérard de Vaucouleurs. Faber and Faber, 1953.

BETWEEN THE PLANETS, por Fletcher G. Watson, The Blakiston Company, 1941.

Extrato do Catálogo da IBRASA

V. Biblioteca «PSICOLOGIA E SEXO»

Sexualidade e Vida, de WILLY e outros (no prelo)
Sexo sem Culpa, de A. ELLIS
Homossexualidade Entre as Mulheres, de F. S. CAPRIO
Usos e Abusos da Psicologia, de EYSENCK
Sexo e Amor, de F. S. CAPRIO

VI. Biblioteca «LITERATURA MODERNA»

O Livro de Mamãe, de A. COHEN
Ninguém Escapará, de HANS HELLMUTH KIRST
Anatomia do Crime, de R. TRAVER
O Demônio do Escurial, de HERMANN KESTEN
Ao Deus Desconhecido, de J. STEINBECK
As Amorosas, de K. WINSOR
Alvorada Vermelha, de H. H. KIRST
O Arco-Íris e a Rosa, de NEVIL SHUTE
A Vida Não se Importa, de H. GINZBURG
Conflito, de C. MARGENDAHL
O Amor Tudo Vence, de J. G. COZZENS

VII. Biblioteca «JUVENTUDE»

A Juventude Descobre o Amor, de M. DUVALL

VIII. Biblioteca «EXPLORAÇÕES E DESCOBERTAS»

Os Filhos do Sol, de M. HOMET
Ruínas Célebres, de H. e G. SCHREIBER
Impérios Soterrados, de H. e G. SCHREIBER

IX. Biblioteca «ESPORTES E JOGOS»

Partidas Selecionadas de Xadrez, de SMYSLOV
Guia Completo dos Jogos de Cartas, de CULBERTSON (no prelo)

X. Enciclopédia IBRASA

A Espécie Humana, de A. BARNETT
O Corpo Humano, de E. TOKAY
A Ciência Grega, de B. FARRINGTON
Manual de Genética Humana, de A. SCHEINFELD

Em A NOVA ASTRONOMIA colaboram alguns dos mais famosos astrônomos e astrofísicos do mundo, os quais contam ao leitor, em linguagem acessível, sem embargo do rigor e da exatidão da informação, o que de mais recente se conhece a respeito da estrutura e da origem do universo. Verificará o leitor que os progressos nesse terreno têm sido verdadeiramente espantosos. A época atual, que marca façanhas como as do lançamentos dos satélites artificiais e dos foguetes contra a lua e Vênus, assim como o do primeiro vôo espacial feito por um ser humano, deu naturalmente ao cidadão comum uma preocupação muito maior com os problemas e os mistérios do espaço, integrando-se êle mais fundamente na própria consciência cósmica.

Êste livro pertence a uma série editada pela conceituada revista Scientific American. A ela pertencem também as seguintes obras, publicadas em nossa língua pela IBRASA:

TERRA, NOSSO PLANÊTA
O IMENSO UNIVERSO
FÍSICA E QUÍMICA DA VIDA
A VIDA MARAVILHOSA DAS PLANTAS
MARAVILHAS DO REINO ANIMAL
CIENTISTAS FAMOSOS
A NOVA QUÍMICA

Edições

IBRASA

Instituição Brasileira de Difusão Cultural S.A.

IMPRES